

 КУРС ОБЩЕЙ АСТРОНОМИИ

П.И.БАКУЛИН, Э.В.КОНОНОВИЧ, В.И.МОРОЗ

КУРС ОБЩЕЙ АСТРОНОМИИ



П. И. БАКУЛИН, Э. В. КОНОНОВИЧ, В. И. МОРОЗ

КУРС ОБЩЕЙ АСТРОНОМИИ

ИЗДАНИЕ ЧЕТВЕРТОЕ,
ИСПРАВЛЕННОЕ И ДОПОЛНЕННОЕ

*Допущено Министерством
высшего и среднего специального образования СССР
в качестве учебника для студентов
высших учебных заведений специальности «Астрономия»*

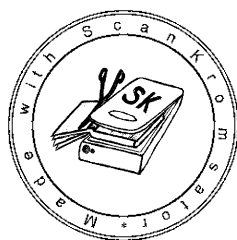


ИЗДАТЕЛЬСТВО «НАУКА»
ГЛАВНАЯ РЕДАКЦИЯ
ФИЗИКО-МАТЕМАТИЧЕСКОЙ ЛИТЕРАТУРЫ
Москва 1977

52

Б 19

УДК 520 (075.8)



Б $\frac{20601-086}{053(02)-77}$ 168-77

© Главная редакция
физико-математической литературы
Издательства «Наука», 1977 г., с изменениями

ОГЛАВЛЕНИЕ

Предисловие к четвертому изданию	7
Введение	9
§ 1. Предмет и задачи астрономии (9). § 2. Подразделение астрономии (10). § 3. Возникновение и основные этапы развития астрономии (11). § 4. Практическое и идеологическое значение астрономии (13). § 5. Основа и источник астрономических исследований (15) § 6. Краткий очерк строения Вселенной (15).	
Глава I. Основные сведения из сферической астрономии	18
§ 7. Видимые положения светил. Созвездия (18). § 8. Видимые движения звезд, Солнца, Луны и планет (19). § 9. Географические координаты (22). § 10. Небесная сфера (24). § 11. Горизонтальная и экваториальные системы небесных координат (27). § 12. Зависимость высоты полюса мира от географической широты места наблюдения (30). § 13. Явления, связанные с суточным вращением небесной сферы (31). § 14. Изменение координат светил при суточном движении (33). § 15. Эклиптика. Эклиптическая система координат (35). § 16. Изменение экваториальных координат Солнца (37). § 17. Суточное движение Солнца на разных широтах (39). § 18. Основы измерения времени (41). § 19. Звездные сутки. Звездное время (42). § 20. Истинные солнечные сутки. Истинное солнечное время (44). § 21. Средние солнечные сутки. Среднее солнечное время (45). § 22. Уравнение времени (46). § 23. Связь среднего солнечного времени со звездным (48). § 24. Системы счета времени (50). § 25. Календарь (54). § 26. Юлианские дни (57). § 27. Линия перемены даты (58). § 28. Сферический треугольник и основные формулы сферической тригонометрии (59). § 29. Параллактический треугольник и преобразование координат (62). § 30. Рефракция (64). § 31. Суточный параллакс (66). § 32. Вычисление моментов времени и азимутов восхода и захода светил (67). § 33. Сумерки. Белые ночи (69)	
Глава II. Видимые и действительные движения планет	71
§ 34. Видимые движения планет на фоне звезд (71). § 35. Система мира Птолемея (73). § 36. Система мира Коперника (75). § 37. Объяснение конфигураций и видимых движений планет (76). § 38. Синодические и сидерические периоды обращения планет (78). § 39. Революционность учения Коперника (78). § 40. Законы Кеплера (79). § 41. Элементы орбит планет. Основные задачи теоретической астрономии (82). § 42. Основные законы механики (84). § 43. Закон всемирного тяготения Ньютона (85). § 44. Зависимость силы тяготения от массы и от формы притягивающихся тел (86). § 45. Тождество силы тяготения и силы тяжести (88). § 46. Изменение силы тяжести на поверхности Земли (88). § 47. Природа тяготения и его роль в астрономии (89). § 48. Движение материальной точки под действием силы притяжения (задача двух тел) (91) § 49. Первый (обобщенный) закон Кеплера (92). § 50. Второй закон Кеплера (93)	

§ 51. Третий (уточненный) закон Кеплера (94). § 52. Понятие о возмущенном движении (95). § 53. Понятие о возмущающей силе (96). § 54. Сила, возмущающая движение Луны (97). § 55. Приливы и отливы (99). § 56. Задача трех и более тел (102). § 57. Открытие Нептуна (103). § 58. Определение масс небесных тел (104). § 59. Движение искусственных спутников Земли (106). § 60. Движение космических аппаратов (110).

Глава III. Определение размеров, формы небесных тел и расстояний до них 114

§ 61. Определение радиуса Земли. Триангуляция (114). § 62. Размеры и форма Земли (115). § 63. Определение расстояний до небесных тел (117). § 64. Единицы расстояний в астрономии (119). § 65. Определение суточного и годичного параллаксов из наблюдений (119). § 66. Определение астрономической единицы (параллакса Солнца) (121). § 67. Определение размеров и формы светил (123). § 68. Строение Солнечной системы (124).

Глава IV. Движения Земли 126

§ 69. Движение Земли вокруг Солнца (126). § 70. Смена времен года на Земле (128). § 71. Вращение Земли вокруг оси (130). § 72. Прецессионное и нутационное движение земной оси (132). § 73. Следствия прецессионного движения земной оси (134). § 74. Движение полюсов Земли по ее поверхности (136). § 75. Неравномерность вращения Земли. Эфемеридное время. Атомное время (138).

Глава V. Движения Луны. Затмения 141

§ 76. Орбита Луны и ее возмущения (141). § 77. Видимое движение и фазы Луны (142). § 78. Периоды обращения Луны (144). § 79. Вращение и либрации Луны (145). § 80. Покрытия светил Лунной. Солнечные затмения (147). § 81. Лунные затмения (148). § 82. Условия наступления солнечных и лунных затмений (149). § 83. Общее число затмений в году. Сарос (152).

Глава VI. Основные задачи и инструменты практической астрономии и фундаментальной астрометрии 154

§ 84. Задачи практической астрономии (154). § 85. Определение времени и географической долготы λ (155). § 86. Определение географической широты φ и поправки часов u (157). § 87. Совместное определение географических координат φ и λ (159). § 88. Определение азимута земного предмета (161). § 89. Задачи фундаментальной астрометрии (161). § 90. Абсолютные и относительные методы определения экваториальных координат (α и δ) (162). § 91. Собственные движения звезд (166). § 92. Фотографическая астрометрия (167). § 93. Астрономические каталоги и звездные карты (169). § 94. Угломерные инструменты. Астрономическая труба (170). § 95. Универсальный инструмент (172). § 96. Секстант (174). § 97. Меридианный круг (176). § 98. Пассажный инструмент (178). § 99. Зенит-телескоп, призмная астролябия, фотографическая зенитная труба (179). § 100. Астрономические часы и хронометры (183).

Глава VII. Основы астрофизики 189

§ 101. Задачи и основные разделы астрофизики (189). § 102. Электромагнитное излучение, исследуемое в астрофизике (190). § 103. Понятие об астрофотометрии (193). § 104. Некоторые сведения из молекулярной физики (198). § 105. Ослабление света при прохождении сквозь вещество (203). § 106. Свойства излучения и основы спек-

трального анализа (206). § 107. Доплеровское смещение спектральных линий (217). § 108. Методы определения температуры (221). § 109. Определение химического состава и плотности небесных тел (225).

Глава VIII. Астрофизические инструменты и основные методы наблюдений 228

§ 110. Телескопы (228). § 111. Глаз как приемник излучения (245). § 112. Астрофотография (246). § 113. Фотоэлектрические приемники излучения (249). § 114. Спектральные приборы (255). § 115. Астрофизические исследования с воздушных шаров, самолетов и космических аппаратов. Понятие о радиолокационных методах (260).

Глава IX. Солнце 266

§ 116. Общие сведения о Солнце (266). § 117. Спектр и химический состав Солнца. (268). § 118. Солнечная постоянная и ее измерение (272). § 119. Температура внешних слоев Солнца (274). § 120. Внутреннее строение Солнца (276). § 121. Фотосфера (280). § 122. Грануляция и конвективная зона (285). § 123. Внешние слои солнечной атмосферы (287). § 124. Хромосфера (288). § 125. Корона (290). § 126. Радиоизлучение спокойного Солнца (295). § 127. Активные образования в солнечной атмосфере (297). § 128. Цикл солнечной активности (304).

Глава X. Солнечная система 307

§ 129. Общие сведения (307). § 130. Планета Земля (309). § 131. Магнитное поле Земли, полярные сияния и радиационные пояса. Связь солнечных и земных явлений (320). § 132. Луна (326). § 133. Фазы планет. Условия наблюдений (339). § 134. Меркурий (340). § 135. Венера (343). § 136. Марс. Общие вопросы строения планет земной группы (352). § 137. Юпитер (365). § 138. Сатурн (371). § 139. Уран и Нептун. Общие вопросы строения планет-гигантов. Плутон (373). § 140. Малые планеты (375). § 141. Кометы (378). § 142. Метеоры (383). § 143. Метеориты (386). § 144. Зодиакальный свет и противосияние (390).

Глава XI. Звезды 392

1 Нормальные звезды 392

§ 145. Спектры нормальных звезд и спектральная классификация (392). § 146. Основы колориметрии (395). § 147. Абсолютная звездная величина и светимость звезд (398). § 148. Диаграмма спектр — светимость (401). § 149. Понятие о шкале звездных температур (405). § 150. Методы определения размеров звезд (406). § 151. Зависимость радиус — светимость — масса (407). § 152. Физические условия в недрах и строение звезд (410). § 153. Атмосферы и общее строение звезд (414).

2. Планетарные туманности 416

3. Двойные звезды 419

§ 154. Общие характеристики двойных систем (419). § 155. Визуально-двойные звезды (421). § 156. Затменные переменные звезды (423). § 157. Спектрально-двойные звезды (426).

4. Физические переменные звезды 429

§ 158. Пульсирующие переменные (430). § 159. Эруптивные переменные, пульсары и нейтронные звезды (436). § 160. Рентгеновские источники излучения (445).

Глава XII. Наша Галактика	448
§ 161 Объекты, принадлежащие нашей Галактике (448). § 162. Определение расстояний до звезд (450). § 163. Распределение звезд в Галактике (451). § 164. Звездные скопления (455). § 165. Пространственные скорости звезд и движение Солнечной системы (458). § 166. Вращение Галактики (461). § 167. Межзвездная пыль (462). § 168 Межзвездный газ (469). § 169. Космические лучи, галактическая корона и магнитное поле Галактики (477). § 170 Общая структура Галактики (481)	
Глава XIII Внегалактическая астрономия	484
§ 171 Классификация галактик и их спектры (484). § 172. Определение расстояний до галактик (489). § 173. Физические свойства галактик (491). § 174. Квазары (495). § 175. Пространственное распределение галактик (497)	
Глава XIV. Происхождение и эволюция небесных тел	500
§ 176. Космогонические проблемы (500). § 177. Происхождение и эволюция звезд (500). § 178. Об эволюции галактик (510). § 179. Происхождение планет. Гипотезы Канта Лапласа и Джинса (512). § 180. Современные представления о происхождении и эволюции Солнечной системы (514). § 181. Понятие о космологии (519).	
Приложения	524
Литература	529
Алфавитный указатель	530

ПРЕДИСЛОВИЕ К ЧЕТВЕРТОМУ ИЗДАНИЮ

«Курс общей астрономии» выдержал три издания. Это означает, что книга такого рода нужна и в какой-то мере удовлетворяет читателей. Ею пользуются не только студенты университетов и пединститутов, но и преподаватели астрономии в средних школах. Естественно, что подобное расширение сферы использования книги увеличивает ответственность авторов.

Но трудность их положения не только в этом. В наше время астрономия переживает эпоху стремительного развития, и на вторую половину XX века пришлось очередная революция в этой науке. Она заключается не только в превращении астрономии во всеволновую, не только в достижении высокой разрешающей способности межконтинентальными радиоинтерферометрами, в развитии новых методов регистрации космического излучения всех видов, всех энергий как с Земли, так и за ее пределами, это не только информационный взрыв. Главное заключается в сдвиге общего центра тяжести всей астрономии в сторону более глубокого понимания эволюции как отдельных объектов, так и всей природы в целом.

Этот сдвиг, естественно, находит свое отражение и в той роли, какую астрономия играет в обществе — астрономические знания всегда лежали в основе мировоззрения людей. Член-корреспондент АН СССР проф. И. С. Шкловский говорит, что «современная астрономия стала насквозь эволюционной. Этим она отличается от физики, законы которой, выражающие основные свойства элементарных частиц и полей, вечны, т. е. не зависят от времени... Принципиально эволюционный характер астрономии роднит ее с другими науками о природе — биологией и геологией».

Ясно, что при такой роли астрономии в современной науке знакомство с важнейшими ее идеями необходимо каждому. Ни один современный человек не может считать законченным свое образование, если он, изучив вопрос о происхождении и эволюции жизни на Земле, не имеет представления о всей предшествовавшей эволюции материи, происходившей в звездах и в диффузной газо-пылевой среде как в недавнем прошлом, так и в другие, более ранние периоды эволюции Вселенной.

Необычайно возросший за последнее время интерес к астрономии на самых различных уровнях современного общества говорит о том, что ее достижения радуют и волнуют не только их творцов. Совершенствуется преподавание астрономии в школах, расширяются ее курсы в вузах, астрономией быстро и с успехом овладевают инженеры и специалисты, работающие в смежных областях знания. Растет количество и повышается уровень популярной литературы.

Однако при этом учебников по астрономии, дающих краткое и систематическое изложение ее основ, — мало. Учебникам, в том числе и нашему, трудно «угнаться» за стремительным «бегом» науки. Если в прошлом издании мы старались удержаться от включения некоторых, еще не окончательно решенных вопросов, то сейчас этого сделать уже нельзя. Поэтому в новом издании пришлось сделать ряд добавлений. Существенно переработаны параграфы, главным образом о строении звезд и межзвездной среде. Несколько изменена последовательность изложения отдельных вопросов. Распределение материала между авторами осталось прежним. Введение, главы I, II, III, IV, V и VI написаны П. И. Бакулиным, главы IX, XI, XII, XIII и § 181 — Э. В. Кононовичем, главы VIII, X и XIV — В. И. Морозом.

Авторы по-прежнему глубоко признательны всем тем своим коллегам, которые оказали большую помощь при написании учебника и подготовке настоящего издания.

Март 1976

Авторы

ВВЕДЕНИЕ

§ 1. Предмет и задачи астрономии

Астрономия — наука о Вселенной, изучающая движение, строение, происхождение и развитие небесных тел и их систем.

Астрономия изучает Солнце и звезды, планеты и их спутники, кометы и метеорные тела, туманности, звездные системы и материю, заполняющую пространство между звездами и планетами, в каком бы состоянии эта материя ни находилась.

Изучая строение и развитие небесных тел, их положение и движение в пространстве, астрономия в конечном итоге дает нам представление о строении и развитии Вселенной в целом. Слово «астрономия» происходит от двух греческих слов: «астрон» — звезда, светило и «номос» — закон.

При изучении небесных тел астрономия ставит перед собой три основные задачи, требующие последовательного решения:

1. Изучение видимых, а затем и действительных положений и движений небесных тел в пространстве, определение их размеров и формы.

2. Изучение физического строения небесных тел, т. е. исследование химического состава и физических условий (плотности, температуры и т. п.) на поверхности и в недрах небесных тел.

3. Решение проблем происхождения и развития, т. е. возможной дальнейшей судьбы отдельных небесных тел и их систем.

Вопросы первой задачи решаются путем длительных наблюдений, начатых еще в глубокой древности, а также на основе законов механики, известных уже около 300 лет. Поэтому в этой области астрономии мы располагаем наиболее богатой информацией, особенно для небесных тел, сравнительно близких к Земле.

О физическом строении небесных тел мы знаем гораздо меньше. Решение некоторых вопросов, принадлежащих второй задаче, впервые стало возможным немногим более ста лет назад, а основных проблем — лишь в последние годы.

Третья задача сложнее двух предыдущих. Для решения ее проблем накопленного наблюдательного материала пока еще далеко не достаточно, и наши знания в этой области астрономии ограничиваются только общими соображениями и рядом более или менее правдоподобных гипотез.

§ 2. Подразделение астрономии

Современная астрономия подразделяется на ряд отдельных разделов, которые тесно связаны между собой, и такое разделение астрономии, в известном смысле, условно.

Главнейшими разделами астрономии являются:

1. *Астрометрия* — наука об измерении пространства и времени. Она состоит из: а) *сферической астрономии*, разрабатывающей математические методы определения видимых положений и движений небесных тел с помощью различных систем координат, а также теорию закономерных изменений координат светил со временем; б) *фундаментальной астрометрии*, задачами которой являются определение координат небесных тел из наблюдений, составление каталогов звездных положений и определение числовых значений важнейших астрономических постоянных, т. е. величин, позволяющих учитывать закономерные изменения координат светил; в) *практической астрономии*, в которой излагаются методы определения географических координат, азимутов направлений, точного времени и описываются применяемые при этом инструменты.

2. *Теоретическая астрономия* дает методы для определения орбит небесных тел по их видимым положениям и методы вычисления эфемерид (видимых положений) небесных тел по известным элементам их орбит (обратная задача).

3. *Небесная механика* изучает законы движений небесных тел под действием сил всемирного тяготения, определяет массы и форму небесных тел и устойчивость их систем.

Эти три раздела в основном решают первую задачу астрономии, и их часто называют классической астрономией.

4. *Астрофизика* изучает строение, физические свойства и химический состав небесных объектов. Она делится на: а) *практическую астрофизику*, в которой разрабатываются и применяются практические методы астрофизических исследований и соответствующие инструменты и приборы; б) *теоретическую астрофизику*, в которой на основании законов физики даются объяснения наблюдаемым физическим явлениям.

Ряд разделов астрофизики выделяется по специфическим методам исследования. О них будет сказано в § 101.

5. *Звездная астрономия* изучает закономерности пространственного распределения и движения звезд, звездных систем и межзвездной материи с учетом их физических особенностей.

В этих двух разделах в основном решаются вопросы второй задачи астрономии.

6. *Космогония* рассматривает вопросы происхождения и эволюции небесных тел, в том числе и нашей Земли.

7. *Космология* изучает общие закономерности строения и развития Вселенной.

На основании всех полученных знаний о небесных телах последние два раздела астрономии решают ее третью задачу.

Курс *общей астрономии* содержит систематическое изложение сведений об основных методах и главнейших результатах, полученных различными разделами астрономии.

§ 3. Возникновение и основные этапы развития астрономии

Астрономия является одной из древнейших наук. Первые записи астрономических наблюдений, подлинность которых несомненна, относятся к VIII в. до н. э. Однако известно, что еще за 3 тысячи лет до н. э. египетские жрецы подметили, что разливы Нила, регулировавшие экономическую жизнь страны, наступали вскоре после того, как перед восходом Солнца на востоке появлялась самая яркая из звезд, Сириус, скрывавшаяся до этого около двух месяцев в лучах Солнца. Из этих наблюдений египетские жрецы довольно точно определили продолжительность тропического года.

В Древнем Китае за 2 тысячи лет до н. э. видимые движения Солнца и Луны были настолько хорошо изучены, что китайские астрономы могли предсказывать наступление солнечных и лунных затмений.

Астрономия, как и все другие науки, возникла из практических потребностей человека. Кочевым племенам первобытного общества нужно было ориентироваться при своих странствиях, и они научились это делать по Солнцу, Луне и звездам. Первобытный земледелец должен был при полевых работах учитывать наступление различных сезонов года, и он заметил, что смена времен года связана с полуденной высотой Солнца, с появлением на ночном небе определенных звезд. Дальнейшее развитие человеческого общества вызвало потребность в измерении времени и в летосчислении (составлении календарей).

Все это могли дать и давали наблюдения над движением небесных светил, которые велись в начале без всяких инструментов, были не очень точными, но вполне удовлетворяли практические нужды того времени. Из таких наблюдений и возникла наука о небесных телах — астрономия.

С развитием человеческого общества перед астрономией выдвигались все новые и новые задачи, для решения которых нужны были более совершенные способы наблюдений и более точные методы расчетов. Постепенно стали создаваться простейшие астрономические инструменты и разрабатываться математические методы обработки наблюдений.

В Древней Греции астрономия была уже одной из наиболее развитых наук. Для объяснения видимых движений планет греческие астрономы, крупнейший из них Гиппарх (II в. до н. э.), создали геометрическую теорию эпициклов, которая легла в основу геоцентрической системы мира Птолемея (II в. н. э.). Будучи принципиально неверной, система Птолемея тем не менее позволяла предвычислять приближенные положения планет на небе и потому удовлетворяла, до известной степени, практическим запросам в течение нескольких веков.

Системой мира Птолемея завершается этап развития древнегреческой астрономии.

Развитие феодализма и распространение христианской религии повлекли за собой значительный упадок естественных наук, и развитие астрономии в Европе затормозилось на многие столетия. В эпоху мрачного средневековья астрономы занимались лишь наблюдениями видимых движений планет и согласованием этих наблюдений с принятой геоцентрической системой Птолемея.

Рациональное развитие в этот период астрономия получила лишь у арабов и народов Средней Азии и Кавказа, в трудах выдающихся астрономов того времени — Аль-Баттани (850—929 гг.), Бируни (973—1048 гг.), Улугбека (1394—1449 гг.) и др.

В период возникновения и становления капитализма в Европе, который пришел на смену феодальному обществу, началось дальнейшее развитие астрономии. Особенно быстро она развивалась в эпоху великих географических открытий (XV—XVI вв.). Нарождавшийся новый класс буржуазии был заинтересован в эксплуатации новых земель и снаряжал многочисленные экспедиции для их открытия. Но далекие путешествия через океан требовали более точных и более простых методов ориентировки и исчисления времени, чем те, которые могла обеспечить система Птолемея. Развитие торговли и мореплавания настоятельно требовало совершенствования астрономических знаний и, в частности, теории движения планет.

Развитие производительных сил и требования практики, с одной стороны, и накопленный наблюдательный материал, — с другой, подготовили почву для революции в астрономии, которую и произвел великий польский ученый Николай Коперник (1473—1543), разработавший свою гелиоцентрическую систему мира, опубликованную в год его смерти.

Учение Коперника явилось началом нового этапа в развитии астрономии. Кеплером в 1609—1618 гг. были открыты законы движений планет, а в 1687 г. Ньютон опубликовал закон всемирного тяготения.

Новая астрономия получила возможность изучать не только видимые, но и действительные движения небесных тел. Ее мно-

гочисленные и блестящие успехи в этой области увенчались в середине XIX в. открытием планеты Нептун, а в наше время — расчетом орбит искусственных небесных тел.

Следующий, очень важный этап в развитии астрономии начался сравнительно недавно, с середины XIX в., когда возник спектральный анализ и стала применяться фотография в астрономии. Эти методы дали возможность астрономам начать изучение физической природы небесных тел и значительно расширить границы исследуемого пространства. Возникла астрофизика, получившая особенно большое развитие в XX в. и продолжающая бурно развиваться в наши дни. В 40-х гг. XX в. стала развиваться радиоастрономия, а в 1957 г. было положено начало качественно новым методам исследований, основанным на использовании искусственных небесных тел, что в дальнейшем привело к возникновению фактически нового раздела астрофизики — рентгеновской астрономии (см. § 160).

Значение этих достижений астрономии трудно переоценить. Запуск искусственных спутников Земли (1957 г., СССР), космических станций (1959 г., СССР), первые полеты человека в космос (1961 г., СССР), первая высадка людей на Луну (1969 г., США), — эпохальные события для всего человечества. За ними последовали доставка на Землю лунного грунта, посадка спускаемых аппаратов на поверхности Венеры и Марса, посылка автоматических межпланетных станций к более далеким планетам Солнечной системы.

Об отдельных, наиболее важных достижениях современной астрономии рассказано в соответствующих главах учебника.

§ 4. Практическое и идеологическое значение астрономии

Астрономия и ее методы имеют большое значение в жизни современного общества. Вопросы, связанные с измерением времени и обеспечением человечества знанием точного времени, решаются теперь специальными лабораториями — *службами времени*, организованными, как правило, при астрономических учреждениях.

Астрономические методы ориентировки наряду с другими по-прежнему широко применяются в мореплавании и в авиации, а в последние годы — и в космонавтике.

Вычисление и составление календаря, который широко применяется в народном хозяйстве, также основаны на астрономических знаниях.

Составление географических и топографических карт, предвычисление наступлений морских приливов и отливов, определение силы тяжести в различных точках земной поверхности

с целью обнаружения залежей полезных ископаемых — все это в своей основе имеет астрономические методы.

Исследования процессов, происходящих на различных небесных телах, позволяют астрономам изучать материю в таких ее состояниях, какие еще не достигнуты в земных лабораторных условиях. Поэтому астрономия, и в частности астрофизика, тесно связанная с физикой, химией, математикой, способствует развитию последних, а они, как известно, являются основой всей современной техники. Достаточно сказать, что вопрос о роли внутриатомной энергии впервые был поставлен астрофизиками, а величайшее достижение современной техники — создание искусственных небесных тел (спутников, космических станций и кораблей) вообще было бы немыслимо без астрономических знаний.

Астрономия имеет исключительно большое значение в борьбе против идеализма, религии, мистики и поповщины. Ее роль в формировании правильного диалектико-материалистического мировоззрения огромна, ибо именно она определяет положение Земли, а вместе с ней и человека в окружающем нас мире, во Вселенной.

Сами наблюдения небесных явлений не дают нам оснований непосредственно обнаружить их истинные причины. При отсутствии научных знаний это приводит к неверному их объяснению, к суевериям, мистике, к обожествлению самих явлений и отдельных небесных тел. Так, например, в древности Солнце, Луна и планеты считались божествами, и им поклонялись. В основе всех религий и всего мировоззрения лежало представление о центральном положении Земли и ее неподвижности. Много суеверий у людей было связано (да и теперь еще не все освободились от них) с солнечными и лунными затмениями, с появлением комет, с явлением метеоров и болидов, падением метеоритов и т. д. Так, например, кометы считались вестниками различных бедствий, постигающих человечество на Земле (пожары, эпидемии болезней, войны), метеоры принимали за души умерших людей, улетающие на небо, и т. д.

Астрономия, изучая небесные явления, исследуя природу, строение и развитие небесных тел, доказывает материальность Вселенной, ее естественное, закономерное развитие во времени и пространстве без вмешательства каких бы то ни было сверхъестественных сил.

История астрономии показывает, что она была и остается ареной ожесточенной борьбы материалистического и идеалистического мировоззрений. В настоящее время многие простые вопросы и явления уже не определяют и не вызывают борьбы этих двух основных мировоззрений. Теперь борьба между материалистической и идеалистической философией идет в области

более сложных вопросов, более сложных проблем. Она касается основных взглядов на строение материи и Вселенной, на возникновение, развитие и дальнейшую судьбу как отдельных частей, так и всей Вселенной в целом.

§ 5. Основа и источник астрономических исследований

Основа астрономии — *наблюдения*. Наблюдения доставляют нам основные факты, которые позволяют объяснить то или иное астрономическое явление. Дело в том, что для объяснения многих астрономических явлений необходимы тщательные измерения и расчеты, которые помогают выяснению действительных, истинных обстоятельств, вызвавших эти явления. Так, например, нам кажется, что все небесные тела находятся от нас на одинаковом расстоянии, что Земля неподвижна и находится в центре Вселенной, что все светила вращаются вокруг Земли, что размеры Солнца и Луны одинаковы и т. д. Только тщательные измерения и их глубокий анализ помогают отрешиться от этих ложных представлений.

Основным источником сведений о небесных телах являются электромагнитные волны, которые либо излучаются, либо отражаются этими телами. Определение направлений, по которым электромагнитные волны достигают Земли, позволяет изучать видимые положения и движение небесных тел. Спектральный анализ электромагнитного излучения дает возможность судить о физическом состоянии этих тел.

Особенностью астрономических исследований является также и то, что до последнего времени у астрономов отсутствовала возможность постановки опыта, эксперимента (если не считать исследований упавших на Землю метеоритов и радиолокационных наблюдений), и все астрономические наблюдения производились только с поверхности Земли.

Однако с запуском первого искусственного спутника Земли в нашей стране в 1957 г. началась эра космических исследований, что позволило применить в астрономии методы других наук (геологии, геохимии, биологии и т. п.). Астрономия продолжает оставаться наблюдательной наукой, но недалек тот день, когда астрономические наблюдения будут производиться не только с межпланетных станций и орбитальных обсерваторий, но и с поверхности Луны или других планет.

§ 6. Краткий очерк строения Вселенной

Согласно современным представлениям, полученным в результате многовековых наблюдений и исследований, строение Вселенной в основных чертах следующее.

Изученная часть пространства заполнена огромным количеством звезд — небесных тел, подобных нашему Солнцу.

Звезды рассеяны в пространстве неравномерно, они образуют системы, называемые *галактиками*. Галактики имеют в большинстве своем эллипсоидальную и сплюснутую, чечевицеобразную форму. Их размеры таковы, что свет, распространяясь со скоростью 300 000 км/сек, проходит расстояние от одного края галактики до другого за десятки и сотни тысяч лет.

Расстояния между отдельными галактиками еще больше — они в десятки раз превосходят размеры самих галактик.

Число звезд в каждой галактике огромно — от сотен миллионов до сотен миллиардов звезд. С Земли галактики видны как слабые туманные пятна, и поэтому их раньше называли *внегалактическими туманностями*. Только в близких к нам галактиках и только на фотографиях, полученных самыми сильными телескопами, можно рассмотреть отдельные звезды.

Внутри галактик звезды распределены также неравномерно, концентрируясь к их центрам и образуя различные скопления.

Пространство между звездами в галактиках и пространство между галактиками заполнено материей в виде газа, пыли, элементарных частиц, электромагнитного излучения и гравитационных полей. Плотность вещества межзвездной и межгалактической среды очень низка. Солнце и большинство звезд и звездных скоплений, наблюдаемых на небе, образуют систему, которую мы называем нашей Галактикой; огромное количество входящих в нее слабых звезд представляется невооруженному глазу белесой полосой, проходящей через все небо и называемой Млечным Путем.

Солнце — одна из многих миллиардов звезд Галактики. Но Солнце — не одинокая звезда: оно окружено планетами — темными телами, вроде нашей Земли. Планеты (не все) в свою очередь имеют спутников. Спутником Земли является Луна. Солнечной системе принадлежат также астероиды (малые планеты), кометы и метеорные тела.

Наука располагает данными, позволяющими утверждать, что многие звезды в нашей Галактике и звезды в других галактиках имеют планетные системы, подобные Солнечной.

Во Вселенной все находится в движении. Двигутся планеты и их спутники, кометы и метеорные тела; движутся Солнце и звезды в галактиках, движутся галактики друг относительно друга. Как нет пространства без материи, так нет и материи без движения.

Основные черты строения Вселенной, описанные выше, выявлены в результате огромной работы, которая велась в течение тысячелетий. Конечно, различные части Вселенной изучены с различной полнотой. Так, до XIX в. в основном изучалась

Солнечная система и лишь с середины XIX в. началось успешное изучение строения Млечного Пути, а с начала XX в. — звездных систем.

Дальнейшие наблюдения и исследования должны объяснить еще очень многое в строении и развитии Вселенной. Они должны уточнить нарисованную выше картину, для чего необходимо будет решить много важных и принципиальных вопросов. И несмотря на огромную отдаленность небесных объектов, современные методы и средства исследований позволяют с уверенностью говорить о том, что многие из этих вопросов будут решены уже в недалеком будущем.

ОСНОВНЫЕ СВЕДЕНИЯ ИЗ СФЕРИЧЕСКОЙ
АСТРОНОМИИ

§ 7. Видимые положения светил. Созвездия

В какой бы точке земной поверхности мы ни находились, нам всегда кажется, что все небесные тела находятся от нас на одинаковом расстоянии, на внутренней поверхности некоторой сферы, которая в просторечии называется *небесным сводом*, или просто *небом*.

Днем небо, если оно не закрыто облаками, имеет голубой цвет, и мы видим на нем самое яркое небесное светило — Солнце. Иногда, одновременно с Солнцем, днем видна Луна и очень редко некоторые другие небесные тела, например, планета Венера.

В безоблачную ночь на темном небе мы видим звезды, Луну, планеты, туманности, иногда кометы и другие тела. Первое впечатление от наблюдения звездного неба — это бесчисленность звезд и беспорядочность расположения их на небе. В действительности звезд, видимых невооруженным глазом, не так много, как кажется, всего лишь около 6 тысяч на всем небе, а на одной половине его, которая видна в данный момент из какой-либо точки земной поверхности, не более 3 тысяч.

Взаимное расположение звезд на небе меняется чрезвычайно медленно. Без точных измерений никаких заметных изменений в расположении звезд на небе нельзя обнаружить в продолжение многих сотен, а для подавляющего числа звезд — и многих тысяч лет. Последнее обстоятельство позволяет легко ориентироваться среди тысяч звезд, несмотря на кажущуюся хаотичность в их расположении.

С целью ориентировки по небу яркие звезды давно уже были объединены в группы, названные *созвездиями*. Созвездия обозначались названиями животных (*Большая Медведица*, *Лев*, *Дракон* и т. п.), именами героев греческой мифологии (*Кассиопея*, *Андромеда*, *Персей* и т. д.) или просто названиями тех предметов, которые напоминали фигуры, образованные яркими звездами группы (*Северная Корона*, *Треугольник*, *Стрела*, *Весы* и т. п.).

С XVII в. отдельные звезды в каждом созвездии стали обозначаться буквами греческого алфавита. Несколько позже была

введена числовая нумерация, употребляемая в настоящее время в основном для слабых звезд. Кроме того, яркие звезды (около 130) получили собственные имена. Например: α Большого Пса называется *Сириусом*, α Возничего — *Капеллой*, α Лиры — *Вега*, α Ориона — *Бетельгейзе*, β Ориона — *Ригелем*, β Персея — *Алголем* и т. д. Эти названия и обозначения звезд применяются и в настоящее время. Однако границы созвездий, намеченные древними астрономами и представлявшие извилистые линии, в 1922 г. были изменены, некоторые большие созвездия были разделены на несколько самостоятельных созвездий, а под созвездиями стали понимать не группы ярких звезд, а участки звездного неба. Теперь все небо условно разделено на 88 отдельных участков — созвездий.

Наиболее яркие звезды в созвездиях служат хорошими ориентирами для нахождения на небе более слабых звезд, или других небесных объектов. Поэтому необходимо научиться быстро находить то или иное созвездие непосредственно на небе. Для этого следует предварительно изучить карту звездного неба и запомнить характерные контуры, образуемые в созвездиях наиболее яркими звездами.

§ 8. Видимые движения звезд, Солнца, Луны и планет

Если в ясную ночь пронаблюдать звездное небо в течение нескольких часов, то легко заметить, что небесный свод, как одно целое, со всеми находящимися на нем светилами плавно вращается около некоторой воображаемой оси, проходящей через место наблюдения. Это вращение небесного свода и светил называется *суточным движением*, так как одно полное обращение совершается за сутки. Вследствие суточного вращения звезды и другие небесные тела непрерывно меняют свое положение относительно сторон горизонта.

Если наблюдать суточное движение звезд в северном полушарии Земли (но не близко к ее полюсу) и при этом стоять лицом к южной стороне горизонта, то их вращение происходит слева направо, т. е. «по часовой стрелке». На восточной стороне горизонта (если наблюдать не на полюсе Земли) звезды восходят, поднимаются выше всего над южной стороной горизонта и заходят на западной стороне. При этом каждая звезда всегда восходит в одной и той же точке восточной стороны горизонта и заходит всегда в одной и той же точке западной стороны. Максимальная высота над горизонтом для каждой данной звезды и для данного места наблюдения также всегда постоянна.

Если же стать лицом к северной стороне горизонта, то наблюдения покажут, что одни звезды будут также восходить

и заходить, а другие — описывать полные круги над горизонтом, вращаясь вокруг общей неподвижной точки. Эта точка называется *северным полюсом мира*.

Приблизительное положение северного полюса мира на небе можно найти по положению самой яркой звезды в созвездии Малой Медведицы. Эта звезда на звездных картах обозначается буквой α и за свою близость к северному полюсу мира

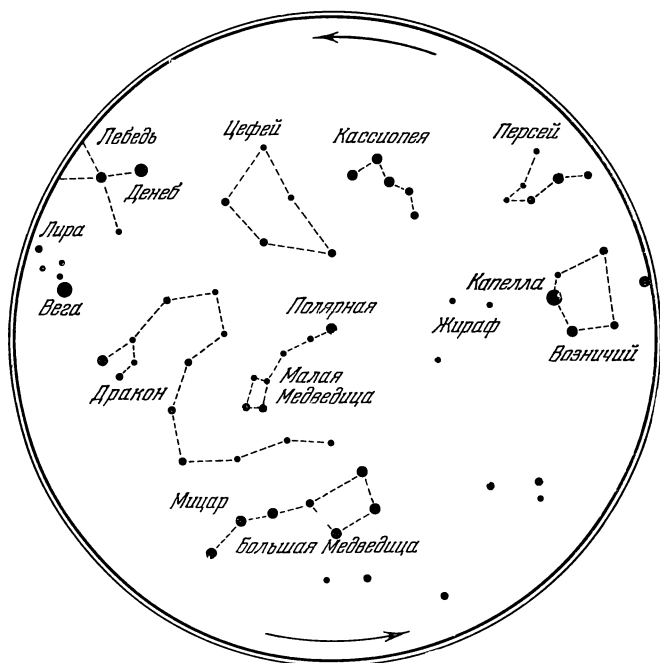


Рис. 1. Окополярные созвездия.

называется *Полярной звездой* (рис. 1). Расстояние Полярной звезды от северного полюса мира в настоящее время меньше 1° .

Солнце и Луна, так же как и звезды, восходят на восточной стороне горизонта, выше всего поднимаются над южной и заходят на западной стороне. Но, наблюдая восход и заход этих светил, можно заметить, что в разные дни года они восходят, в отличие от звезд, в разных точках восточной стороны горизонта и заходят также в разных точках западной стороны.

Так, Солнце в начале зимы восходит на юго-востоке, а заходит на юго-западе. Но с каждым днем точки его восхода и захода передвигаются к северной стороне горизонта. При этом с каждым днем Солнце в полдень поднимается над горизонтом все выше и выше, день становится длиннее, ночь — короче.

В начале лета, достигнув некоторого предела на северо-востоке и на северо-западе, точки восхода и захода Солнца начинают перемещаться в обратном направлении, от северной стороны горизонта к южной. При этом полуденная высота Солнца и продолжительность дня начинают уменьшаться, а продолжительность ночи — увеличиваться. Достигнув некоторого предела в начале зимы, точки восхода и захода Солнца снова начинают передвигаться к северной стороне неба и все описанные явления повторяются.

Из элементарных и не очень продолжительных наблюдений легко заметить, что Луна не остается все время в одном и том же созвездии, а переходит из одного созвездия в другое, передвигаясь с запада на восток примерно на 13° в сутки. Перемещаясь по 12 созвездиям, Луна обходит полный круг по небу за 27,32 суток.

Более тщательные и более продолжительные наблюдения показывают, что и Солнце, подобно Луне, перемещается по небу с запада на восток, проходя по тем же 12 созвездиям. Только скорость его перемещения значительно меньше, около 1° в сутки, и весь путь Солнце проходит за год.

Созвездия, по которым проходят пути Солнца и Луны, называются *зодиакальными* (от греческого слова *зоон* — животное). Названия их таковы: *Рыбы, Овен, Телец, Близнецы, Рак, Лев, Дева, Весы, Скорпион, Стрелец, Козерог и Водолей*. Первые три созвездия Солнце проходит в весенние месяцы, следующие три — в летние, еще три следующих — в осенние и, наконец, последние три — в зимние месяцы. Те созвездия, в которых в данное время находится Солнце, недоступны наблюдениям и становятся хорошо видны лишь приблизительно через полгода.

Еще в глубокой древности среди звезд зодиакальных созвездий было замечено пять небесных светил, внешне очень похожих на звезды, но отличающихся от последних тем, что они не сохраняют одного и того же положения в созвездиях, а «блуждают» по ним подобно Солнцу и Луне. Эти тела были названы *планетами*, что значит «блуждающие светила». Древние римляне дали планетам имена своих богов: *Меркурий, Венера, Марс, Юпитер и Сатурн*. В XVIII—XX вв. были открыты еще три планеты: *Уран* (в 1781 г.), *Нептун* (в 1846 г.) и *Плутон* (в 1930 г.).

Планеты перемещаются по зодиакальным созвездиям большую часть времени с запада на восток, но часть пути и с востока на запад. Первое движение, т. е. такое же, как у Солнца и Луны, называется *прямым*, второе, с востока на запад, — *попятным* движением.

Более подробно видимые движения планет будут рассмотрены в § 34.

§ 9. Географические координаты

Огромное большинство астрономических наблюдений до настоящего времени производится с Земли и зависит от положения наблюдателя на ее поверхности. Поэтому напомним некоторые географические понятия и термины, которыми в дальнейшем мы будем пользоваться.

Земля имеет почти шарообразную форму. Воображаемая прямая $P_N P_S$, вокруг которой Земля вращается, проходит через центр массы Земли и называется *осью вращения* (рис. 2).

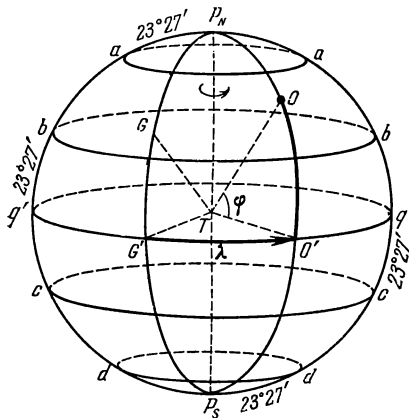


Рис. 2. Географические координаты.

Ось вращения пересекает поверхность Земли в двух точках: в *северном географическом полюсе* P_N и *южном* P_S . Северный географический полюс тот, со стороны которого вращение Земли происходит против часовой стрелки. Большой круг на поверхности Земли ($q' G' O' q$), плоскость которого перпендикулярна к оси вращения, называется *земным экватором*. Он делит поверхность Земли на два полушария: *северное* (с северным полюсом P_N) и *южное* (с южным полюсом P_S).

Малые круги, плоскости которых параллельны плоскости земного экватора, называются *географическими параллелями*. Географическая параллель (bb), отстоящая на $23^\circ 27'$ к северу от экватора, называется *северным тропиком*; параллель (cc), отстоящая на $23^\circ 27'$ к югу от экватора, — *южным тропиком*. Географические параллели, отстоящие на $23^\circ 27'$ от полюсов Земли, называются *полярными кругами* — *северным* (aa) и *южным* (dd).

Пояс земной поверхности между тропиками (включая экватор) называется *жарким* или *тропическим поясом*. Пояс между северным тропиком и северным полярным кругом называется *северным умеренным поясом*, а между южным тропиком и южным полярным кругом — *южным умеренным поясом*. Области земной поверхности за полярными кругами называются *северным холодным* и *южным холодным поясами*.

Большой полукруг $P_N O O' P_S$, проходящий через географические полюсы Земли и через точку O на ее поверхности, называется *географическим меридианом* точки O . Географический меридиан $P_N G G' P_S$, проходящий через Гринвичскую observa-

торию в Англии, считается *нулевым* или *начальным* меридианом. Нулевой меридиан и меридиан, отстоящий от нулевого на 180° , делят поверхность Земли на два полушария: *восточное* и *западное*.

Прямая линия $ТО$, по которой направлена сила тяжести в данной точке Земли, называется *отвесной* или *вертикальной линией*.

Положение точки O на земной поверхности однозначно определяется двумя *географическими* координатами: географической *широтой* φ и географической *долготой* λ .

Географической широтой φ точки O называется угол $O'TO$ между плоскостью земного экватора и отвесной линией, проходящей через точку O . Географические широты отсчитываются от экватора в пределах от 0° до $+90^\circ$ (*северная широта*), если точки лежат в северном полушарии Земли, и от 0° до -90° (*южная широта*), если точки лежат в южном полушарии.

Географической долготой λ точки O называется двугранный угол $G'TO'$ между плоскостями начального меридиана и меридиана, проходящего через точку O . В Советском Союзе принято отсчитывать географическую долготу к востоку от начального меридиана, т. е. в сторону вращения Земли, в пределах от 0° до 360° (в градусной мере), или от 0^h до 24^h (в часовой мере)¹⁾. Географы, как правило, отсчитывают долготу в пределах от 0 до $+180^\circ$ к востоку (*восточная долгота*) и от 0 до -180° к западу (*западная долгота*).

При решении многих астрономических задач можно считать, что Земля представляет собой однородный шар радиусом $R = 6370$ км. В этом случае направление отвесной линии в любой точке земной поверхности проходит через центр Земли и совпадает с ее радиусом, а географические меридианы и экватор будут окружностями одинакового радиуса, равного радиусу Земли. И тогда географическая широта какой-либо точки на Земле может быть измерена дугой меридиана от экватора до данной точки, а географическая долгота — дугой экватора от начального меридиана до меридиана, проходящего через данную точку.

При решении задач, требующих более точных значений размеров и формы Земли, последняя принимается за эллипсоид вращения (*сфероид*) с неоднородным распределением масс. В этом случае отвесная линия не для всех точек земной поверхности будет проходить через центр сфероида T (рис. 3), а будет пересекать плоскость земного экватора в некоторой другой точке T_1 ,

¹⁾ В западных странах отсчет географической долготы ведется в противоположном направлении, что весьма неудобно для счета времени, которое увеличивается в восточном направлении.

не совпадая с радиусом-вектором ρ , т. е. с прямой TO , соединяющей центр сфероида с точкой O .

Вследствие неравномерного распределения масс в области данной точки отвесная линия T_1O может также не совпадать и с нормалью T_2O к поверхности сфероида, т. е. с перпендикуляром к касательной плоскости в данной точке O Земли. По-

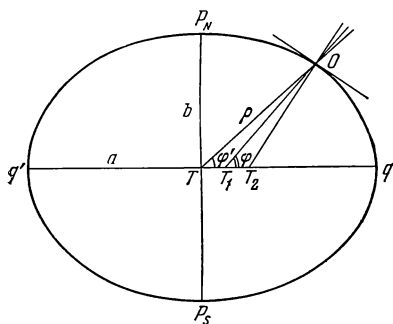


Рис. 3. Различные виды географической широты (для наглядности сжатие Земли преувеличено).

этому для каждой точки на поверхности Земли необходимо различать три вида географической широты: астрономическую, геоцентрическую и геодезическую.

Астрономической широтой φ называется угол OT_1q между плоскостью земного экватора и отвесной линией в данной точке.

Геоцентрической широтой φ' называется угол OTq между плоскостью земного экватора и радиусом-вектором данной точки O .

Геодезической широтой (обозначения не имеет) называется

угол OT_2q между плоскостью земного экватора и нормалью к сфероиду в данной точке.

Непосредственно из астрономических наблюдений определяется только астрономическая широта φ . Из геодезических и гравиметрических измерений определяется отклонение отвеса в данной точке, т. е. несовпадение отвесной линии с нормалью, которое дает возможность из астрономической широты φ получить геодезическую. Уклонение отвеса, как правило, меньше $3''$ (исключая аномальные места), и в астрономических задачах ими пренебрегают и не делают различия между астрономической и геодезической широтой. Геоцентрическая широта φ' вычисляется по формулам аналитической геометрии, связывающим ее с астрономической (точнее, геодезической) широтой. Разность между геоцентрической и астрономической широтой не превышает $12'$; на географических полюсах и на экваторе Земли она равна нулю.

§ 10. Небесная сфера

При изучении видимых движений небесных тел необходимо с той или иной степенью точности определять их положения в моменты наблюдений. При этом нет необходимости знать расстояния до них, поскольку все тела представляются нам как бы находящимися на внутренней поверхности некоторой сферы произвольного радиуса. Поэтому видимые, положения светил

можно определять только направлениями, а их взаимное расположение — углами между этими направлениями, или соответствующими дугами больших кругов на сфере, из центра которой исходят все направления.

Воображаемая сфера произвольного радиуса с центром в произвольной точке пространства, на поверхности которой расположены светила так, как они видны на небе в некоторый момент времени из данной точки пространства, называется небесной сферой.

Таким образом, воображаемый наблюдатель, находящийся в центре небесной сферы, должен видеть положения светил на ее поверхности точно в таком же взаимном расположении, в каком реальный наблюдатель видит реальные светила на небе.

Вращение небесной сферы повторяет вращение небесного свода.

Небесная сфера служит для изучения видимых положений и движений небесных тел. Для этого на ее поверхности фиксируются основные линии и точки, по отношению к которым и производятся соответствующие измерения.

Прямая ZOZ' (рис. 4), проходящая через центр O небесной сферы и совпадающая с направлением нити отвеса в месте наблюдения, называется *отвесной* или *вертикальной линией*.

Отвесная линия пересекается с поверхностью небесной сферы в двух точках: в *зените* Z , над головой наблюдателя, и в диаметрально противоположной точке — *надире* Z' .

Большой круг небесной сферы ($SWNE$), плоскость которого перпендикулярна к отвесной линии, называется *математическим* или *истинным горизонтом*. Математический горизонт делит поверхность небесной сферы на две половины: *видимую* для наблюдателя, с вершиной в зените Z , и *невидимую*, с вершиной в надире Z' .

Математический горизонт следует отличать от *видимого горизонта* (линии, вдоль которой «небо сходится с Землей»). Видимый горизонт на суше — неправильная линия, точки которой лежат то выше, то ниже истинного горизонта. В открытом море видимый горизонт всегда малый круг, плоскость которого параллельна плоскости математического горизонта.

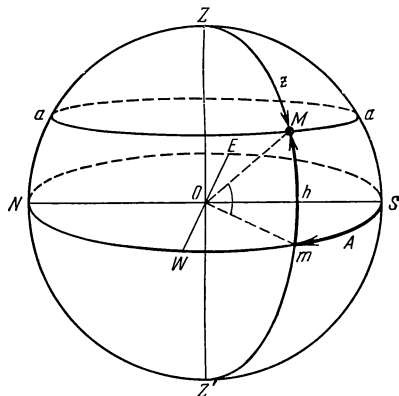


Рис. 4. Небесная сфера и горизонтальная система координат.

Малый круг небесной сферы (aMa), проходящий через светило M и плоскость которого параллельна плоскости математического горизонта, называется *альмукантаратом* светила.

Большой полукруг небесной сферы ZMZ' , проходящий через зенит, светило M и надир, называется *кругом высоты*, *вертикальным кругом*, или просто *вертикалом* светила.

Диаметр PP' (рис. 5) вокруг которого происходит вращение небесной сферы, называется *осью мира*. Ось мира пересекается

с поверхностью небесной сферы в двух точках: в *северном полюсе мира* P и *южном полюсе мира* P' . Северный полюс тот, со стороны которого вращение небесной сферы происходит по часовой стрелке, если смотреть на сферу извне. Большой круг небесной сферы $QWQ'E$, плоскость которого перпендикулярна к оси мира, называется *небесным экватором*. Небесный экватор делит поверхность небесной сферы на два полушария: *северное*, с северным полюсом мира P , и *южное*, с южным полюсом мира P' .

Малый круг небесной сферы (bMb), плоскость которого параллельна плоскости небесного

экватора, называется *небесной* или *суточной параллелью* светила M . Видимые суточные движения светил совершаются по суточным параллелям.

Большой полукруг небесной сферы PMP' , проходящий через полюсы мира и через светило M , называется *часовым кругом* или *кругом склонения* светила.

Небесный экватор пересекается с математическим горизонтом в двух точках: в *точке востока* E и в *точке запада* W . Круги высот, проходящие через точки востока и запада, называются *первыми вертикалами* — *восточным* и *западным*.

Большой круг небесной сферы $PZQSP'Z'Q'N$, плоскость которого проходит через отвесную линию и ось мира, называется *небесным меридианом*.

Небесный меридиан делит поверхность небесной сферы на два полушария: *восточное*, с точкой востока E , и *западное*, с точкой запада W .

Плоскость небесного меридиана и плоскость математического горизонта пересекаются по прямой линии NOS , которая называется *полуденной линией*.

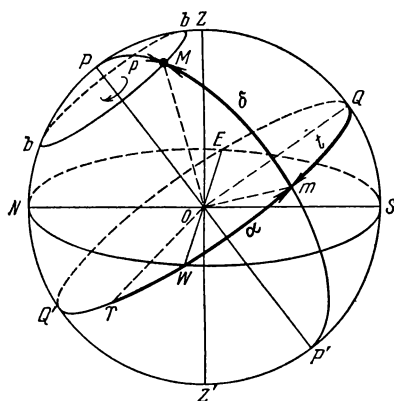


Рис. 5. Небесная сфера и экваториальные системы координат.

Небесный меридиан пересекается с математическим горизонтом в двух точках: в точке севера N и в точке юга S . Точкой севера называется та, которая ближе к северному полюсу мира. Точка юга — ближе к южному полюсу мира.

Небесный меридиан пересекается с небесным экватором также в двух точках: в верхней точке экватора Q , которая ближе к зениту, и в нижней точке экватора Q' , которая ближе к надиру.

Дуга небесного меридиана $PZQSP'$ является его верхней частью, а дуга $PNQ'Z'P'$ — нижней.

§ 11. Горизонтальная и экваториальные системы небесных координат

Положение светила на небе, или вообще какой-либо точки на сфере, однозначно определяется по отношению к основным плоскостям и связанным с ними линиям и точкам небесной сферы и выражается количественно двумя величинами (центральными углами или дугами больших кругов), которые называются *небесными координатами*.

Для решения разнообразных задач астрономии пользуются различными системами небесных координат. Системы эти отличаются одна от другой выбором основной плоскости и началом отсчета.

Горизонтальная система. Основной плоскостью в этой системе является плоскость математического горизонта $NWSE$, а отсчет ведется от зенита и от одной из точек математического горизонта (рис. 4).

Одной координатой является или *зенитное расстояние* z , или *высота* светила над горизонтом h .

Высотой h светила M называется дуга вертикального круга mM от математического горизонта до светила, или центральный угол mOM (в плоскости вертикального круга) между плоскостью математического горизонта и направлением на светило M .

Высоты отсчитываются в пределах от 0° до $+90^\circ$ к зениту (если светило находится в видимой части небесной сферы) и от 0° до -90° к надиру (если светило находится в невидимой части небесной сферы).

Зенитным расстоянием z светила M называется дуга вертикального круга ZM от зенита до светила или центральный угол ZOM между отвесной линией и направлением на светило M . Зенитные расстояния отсчитываются в пределах от 0° до 180° в направлении от зенита к надиру. Светила, находящиеся в видимой части небесной сферы, имеют $z \leq 90^\circ$, а в невидимой части $z > 90^\circ$.

Между зенитным расстоянием и высотой одного и того же светила всегда справедливо соотношение

$$z + h = 90^\circ. \quad (1.1)$$

Светила, находящиеся на одном альмукантарате, имеют одинаковые высоты и одинаковые зенитные расстояния.

Высота, или зенитное расстояние, определяет положение светила на вертикальном круге.

Положение же самого вертикального круга на небесной сфере определяется другой координатой — *азимутом* A . Азимутом A светила M называется дуга математического горизонта Sm от точки юга S до вертикального круга, проходящего через светило, или центральный угол SOm (в плоскости математического горизонта) между полуденной линией и линией пересечения плоскости математического горизонта с плоскостью вертикального круга, проходящего через светило.

Азимуты отсчитываются в сторону суточного вращения небесной сферы, т. е. к западу от точки юга S , в пределах от 0° до 360° . Иногда азимуты отсчитываются от 0° до $+180^\circ$ к западу (западные азимуты) и от 0° до -180° (восточные азимуты).

В геодезии азимуты отсчитываются от точки севера N либо от 0° до 360° в сторону востока либо от 0° до $+180^\circ$ (восточные азимуты) и от 0° до -180° (западные азимуты). Такие азимуты называются *геодезическими*, в отличие от *астрономических* азимутов, отсчитываемых от точки юга. Геодезический азимут A' и астрономический A связаны простым соотношением

$$A' = A \pm 180^\circ. \quad (1.2)$$

Знак плюс берется для $A < 180^\circ$, или для отрицательных (восточных) азимутов; знак минус — для $A > 180^\circ$, или для положительных (западных) азимутов.

Светила, находящиеся на одном вертикальном круге, имеют одинаковые азимуты.

Первая экваториальная система координат. Основной плоскостью в этой системе является плоскость небесного экватора QQ' , а началом отсчета — точки небесного экватора (рис. 5).

Одной координатой является *склонение* светила δ .

Склонением δ светила M называется дуга mM часового круга $PMmP'$ от небесного экватора до светила, или центральный угол mOM (в плоскости часового круга) между плоскостью небесного экватора и направлением на светило.

Склонения отсчитываются в пределах от 0° до $+90^\circ$ к северному полюсу мира (светило находится в северном полушарии

небесной сферы) и от 0° до -90° к южному полюсу мира (светило находится в южном полушарии сферы).

Иногда, но весьма редко, склонение δ заменяется *полярным расстоянием* p , т. е. дугой PM часового круга от северного полюса мира до светила, или центральным углом POM между осью мира и направлением на светило. Полярные расстояния отсчитываются в пределах от 0° до 180° от северного полюса мира к южному. Светила, находящиеся в северном полушарии небесной сферы, имеют $p < 90^\circ$, а в южном полушарии $p > 90^\circ$.

Между полярным расстоянием и склонением одного и того же светила всегда справедливо соотношение

$$p + \delta = 90^\circ. \quad (1.3)$$

Светила, находящиеся на одной суточной параллели, имеют одинаковые склонения δ и одинаковые полярные расстояния p .

Склонение, или полярное расстояние, определяет положение светила на часовом круге. Положение же самого часового круга на небесной сфере определяется другой координатой — *часовым углом* t .

Часовым углом t светила M называется дуга небесного экватора Qm от верхней точки Q небесного экватора до часового круга PmP' , проходящего через светило, или центральный угол QOm (в плоскости небесного экватора), измеряющий двугранный угол между плоскостями небесного меридиана и часового круга светила.

Часовые углы отсчитываются в сторону суточного вращения небесной сферы, т. е. к западу от верхней точки Q небесного экватора, в пределах от 0° до 360° (в градусной мере) или от 0^h до 24^h (в часовой мере). Иногда часовые углы отсчитываются от 0° до $+180^\circ$ (от 0^h до $+12^h$) к западу (западные часовые углы) и от 0° до -180° (от 0^h до -12^h) к востоку (восточные часовые углы).

Светила, находящиеся на одном круге склонения, имеют одинаковые часовые углы.

Вторая экваториальная система координат. Основной плоскостью в этой системе является также плоскость небесного экватора, а одной координатой — склонение δ (реже — полярное расстояние p).

Другой же координатой, определяющей положение часового круга светила, является *прямое восхождение* α .

Прямым восхождением α светила M называется дуга небесного экватора Υm (см. рис. 5) от точки весеннего равноденствия Υ (см. § 15) до часового круга, проходящего через светило, или центральный угол ΥOm (в плоскости небесного экватора) между направлением на точку весеннего равноденствия и плоскостью часового круга светила.

Прямые восхождения α отсчитываются в сторону, противоположную суточному вращению небесной сферы, в пределах от 0° до 360° (в градусной мере) или от 0^h до 24^h (в часовой мере).

Светила, находящиеся на одном часовом круге, имеют одинаковые прямые восхождения.

Горизонтальные координаты (z, h, A) и часовой угол светила t непрерывно изменяются вследствие суточного вращения небесной сферы (см. § 14), так как они отсчитываются от неподвижных точек, не участвующих в этом вращении.

Экваториальные координаты светила (прямое восхождение α и склонение δ) из-за суточного вращения небесной сферы не меняются, так как они отсчитываются от точек небесного экватора, которые сами участвуют в суточном вращении, и следовательно, положение светила относительно этих точек не изменяется.

Горизонтальная система координат используется для непосредственных определений видимых положений светил с помощью угломерных инструментов.

Первая экваториальная система (склонение и часовой угол) используется преимущественно при определении точного времени — одной из основных задач практической астрономии.

Вторая экваториальная система является основной при решении задач фундаментальной астрометрии. В этой системе составляются списки звездных положений (звездные каталоги) и звездные карты.

§ 12. Зависимость высоты полюса мира от географической широты места наблюдения

Вращение небесного свода — явление кажущееся и представляет собой следствие действительного вращения Земли вокруг оси в направлении, противоположном суточному вращению неба, т. е. с запада на восток. Поэтому в какой бы точке на поверхности Земли наблюдатель ни находился, он всегда видит вращение небесной сферы происходящим вокруг оси мира — прямой, параллельной оси вращения Земли.

Направление же отвесной линии меняется при перемещении наблюдателя по земной поверхности и составляет различные углы с осью вращения. Взаимное расположение кругов и точек небесной сферы, связанных с осью мира и с отвесной линией, зависит, следовательно, от направления последней, т. е. от положения наблюдателя на поверхности Земли.

Эта зависимость формулируется в виде следующей теоремы:

«высота полюса мира h_p над горизонтом всегда равна астрономической широте φ места наблюдения».

Доказательство теоремы следует непосредственно из чертежа (рис. 6), где $\angle PON = h_P$ и $\angle OTq = \varphi$ — углы с взаимно перпендикулярными сторонами. Как следствие этой теоремы, астрономической широте места наблюдения φ равны также (рис. 7):

- 1) склонение зенита $\delta_Z = \varphi$;
- 2) полярное расстояние точки севера $p_N = \varphi$;
- 3) зенитное расстояние верхней точки экватора $z_Q = \varphi$.

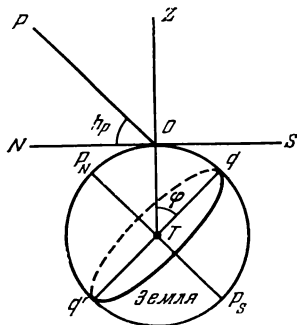


Рис. 6. Связь между высотой полюса мира и географической широтой.

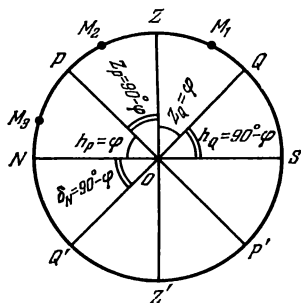


Рис. 7. Проекция небесной сферы на плоскость небесного меридиана.

На основании соотношения (1.1) зенитное расстояние полюса мира $z_P = 90^\circ - h_P = 90^\circ - \varphi$.

Следовательно, величине $(90^\circ - \varphi)$ равны также:

- 1) полярное расстояние зенита $p_Z = 90^\circ - \varphi$;
- 2) склонение точки севера $\delta_N = 90^\circ - \varphi$;
- 3) высота верхней точки экватора $h_Q = 90^\circ - \varphi$.

§ 13. Явления, связанные с суточным вращением небесной сферы

а) Восход и заход светил. Вследствие суточного вращения небесной сферы все светила описывают круги, плоскости которых параллельны плоскости небесного экватора, т. е. они движутся по суточным, или небесным параллелям.

В зависимости от географической широты φ места наблюдения и от склонений δ светил суточные параллели последних либо пересекают математический горизонт в двух точках, либо целиком располагаются над ним, либо под ним (рис. 8). Точка пересечения светилом восточной части истинного горизонта называется *точкой восхода* светила, точка пересечения западной части истинного горизонта — *точкой захода* светила.

Светило восходит и заходит на данной широте φ , если абсолютное значение его склонения

$$|\delta| < (90^\circ - |\varphi|). \quad (1.4)$$

Если светило находится на небесном экваторе QQ' , т. е. его $\delta = 0$, то оно восходит точно в точке востока E и заходит точно в точке запада W .

Если склонение светила $\delta > 0$ (небесная параллель aa), то оно восходит на северо-востоке, а заходит на северо-западе.

Если склонение светила $\delta < 0$ (небесная параллель bb), то оно восходит на юго-востоке, а заходит на юго-западе.

Наконец, если абсолютное значение склонения светила

$$|\delta| \geq (90^\circ - |\varphi|), \quad (1.5)$$

то его суточная параллель не пересечет математического горизонта и оно будет либо *незаходящим* (суточная параллель ll

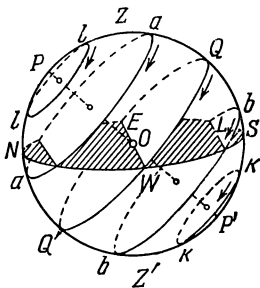


Рис. 8. Суточное движение светил в средних географических широтах.

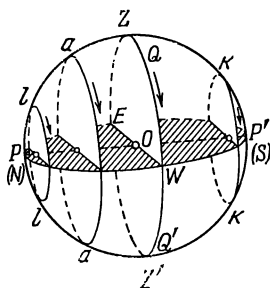


Рис. 9. Суточное движение светил на земном экваторе.

располагается целиком над горизонтом) либо *невосходящим* светилом (суточная параллель kk располагается целиком под горизонтом).

Если наблюдатель находится на земном экваторе ($\varphi = 0^\circ$), то для него согласно условию (1.4) все светила являются восходящими и заходящими. Действительно, на земном экваторе (рис. 9) северный полюс мира P лежит на горизонте, в точке севера N , а южный полюс P' — в точке юга S . Небесный экватор QQ' перпендикулярен к математическому горизонту и проходит через зенит Z . Поэтому и плоскости суточных параллелей всех светил также перпендикулярны к плоскости математического горизонта. Следовательно, все светила восходят и заходят, видны над горизонтом в течение 12 часов и столько же часов не видны.

Если наблюдатель находится на северном географическом полюсе Земли ($\varphi = +90^\circ$), то для него согласно условию (1.5) светила, имеющие $\delta > 0$, являются незаходящими, а светила с $\delta < 0$ — невосходящими. Действительно (рис. 10), на северном географическом полюсе Земли северный полюс мира P совпадает с зенитом Z , а небесный экватор QQ' — с математическим

горизонтом. Поэтому плоскости суточных параллелей светил параллельны плоскости математического горизонта, и светила не восходят и не заходят. Светила северного полушария небесной сферы ($\delta > 0$) всегда видны над горизонтом, а светила южного полушария небесной сферы ($\delta < 0$) никогда не видны.

Нетрудно сообразить, что наблюдатель, находящийся на южном полюсе Земли, наоборот, всегда будет видеть светила южного полушария небесной сферы ($\delta < 0$) и никогда не увидит светил северного полушария небесной сферы ($\delta > 0$).

Если наблюдатель находится на широте φ , отличной от 0° и от 90° , то часть светил будет для него являться восходящими и заходящими, а часть — невосходящими и незаходящими.

б) Кульминации светил. Суточная параллель каждого светила пересекает небесный меридиан в двух точках, лежащих на концах диаметра параллели.

Явление пересечения светилом небесного меридиана называется *кульминацией* светила.

Кульминация называется *верхней*, если светило пересекает верхнюю часть $PZQSP'$ небесного меридиана, содержащую Z (рис. 7), и *нижней*, если светило пересекает нижнюю часть небесного меридиана $PNQ'Z'P'$, содержащую Z' .

Различают верхнюю кульминацию к югу от зенита (на дуге $ZQSP'$) и к северу от зенита (на дуге PZ).

У светил, не заходящих на данной широте φ , доступны для наблюдений обе кульминации — и верхняя и нижняя; у восходящих и заходящих светил — только верхняя, нижняя кульминация происходит под горизонтом; у невосходящих светил обе кульминации недоступны наблюдениям, так как происходят под горизонтом.

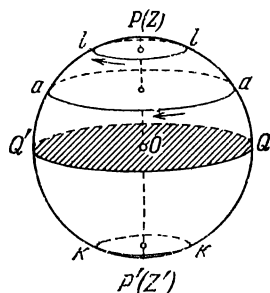


Рис. 10. Суточное движение светил на северном полюсе Земли.

§ 14. Изменение координат светил при суточном движении

Когда светило восходит или заходит, то его $z = 90^\circ$, $h = 0^\circ$, а азимуты точек восхода и захода зависят от склонения светила и широты места наблюдения.

В момент верхней кульминации зенитное расстояние светила минимально, высота максимальна, а азимут $A = 0$ (если светило кульминирует к югу от зенита), или $A = 180^\circ$ (если оно кульминирует к северу от зенита).

В момент нижней кульминации зенитное расстояние светила принимает максимальное значение, высота — минимальное, а азимут $A = 180^\circ$, или $A = 0^\circ$ (если нижняя кульминация происходит между надиром Z' и южным полюсом мира P').

Следовательно, от нижней кульминации до верхней зенитное расстояние светила уменьшается, а высота увеличивается; от верхней до нижней кульминации, наоборот, зенитное расстояние увеличивается, высота уменьшается. При этом азимут светила также меняется в определенных пределах.

Таким образом, горизонтальные координаты светила (z, h и A) непрерывно изменяются вследствие суточного вращения небесной сферы, и если светило неизменно связано со сферой (т. е. его склонение δ и прямое восхождение α остаются постоянными), то его горизонтальные координаты принимают свои прежние значения, когда сфера совершит один оборот.

Так как суточные параллели светил на всех широтах Земли (кроме полюсов) наклонены к горизонту, то горизонтальные координаты изменяются неравномерно даже при равномерном суточном вращении небесной сферы. Высота светила h и его зенитное расстояние z наиболее медленно меняются близ меридиана, т. е. в момент верхней или нижней кульминаций. Азимут же светила A , наоборот, в эти моменты изменяется наиболее быстро.

Часовой угол светила t (в первой экваториальной системе координат), подобно азимуту A , непрерывно меняется. В момент верхней кульминации светила его $t = 0$. В момент нижней кульминации часовой угол светила $t = 180^\circ$ или 12^h .

Но, в отличие от азимутов, часовые углы светил (если их склонения δ и прямые восхождения α остаются постоянными) изменяются равномерно, так как они отсчитываются по небесному экватору, и при равномерном вращении небесной сферы изменения часовых углов пропорциональны промежуткам времени, т. е. приращения часовых углов равны углу поворота небесной сферы.

Равномерность изменения часовых углов имеет очень важное значение при измерении времени.

Высота светила h или зенитное расстояние z в моменты кульминаций зависят от склонения светила δ и широты места наблюдателя φ .

Непосредственно из чертежа (рис. 7) следует:

1) если склонение светила M_1 $\delta < \varphi$, то оно кульминирует к югу от зенита на зенитном расстоянии

$$z = \varphi - \delta, \quad (1.6)$$

или на высоте

$$h = 90^\circ - \varphi + \delta; \quad (1.7)$$

2) если $\delta = \varphi$, то светило кульминирует в зените и тогда

$$z = 0 \quad (1.8)$$

и

$$h = +90^\circ; \quad (1.9)$$

3) если $\delta > \varphi$, то светило M_2 в верхней кульминации находится к северу от зенита на зенитном расстоянии

$$z = \delta - \varphi, \quad (1.10)$$

или на высоте

$$h = 90^\circ + \varphi - \delta; \quad (1.11)$$

4) наконец, в момент нижней кульминации зенитное расстояние светила M_3

$$z = 180^\circ - \varphi - \delta, \quad (1.12)$$

а высота

$$h = \delta - (90^\circ - \varphi) = \varphi + \delta - 90^\circ. \quad (1.13)$$

Из наблюдений известно (см. § 8), что на данной широте φ каждая звезда всегда восходит (или заходит) в одной и той же точке горизонта, высота ее в меридиане также всегда одинакова. Отсюда можно заключить, что склонения звезд не меняются с течением времени (по крайней мере заметно).

Точки же восхода и захода Солнца, Луны и планет, а также их высота в меридиане в разные дни года — различны. Следовательно, склонения этих светил непрерывно меняются с течением времени.

§ 15. Эклиптика. Эклиптическая система координат

Измерениями зенитного расстояния или высоты Солнца в полдень (т. е. в момент его верхней кульминации) на одной и той же географической широте было установлено, что склонение Солнца в течение года изменяется в пределах от $+23^\circ 27'$ до $-23^\circ 27'$, два раза в году переходя через нуль. Из наблюдений за изменением вида ночного неба следует, что и прямое восхождение Солнца на протяжении года также постепенно изменяется от 0° до 360° , или от 0^h до 24^h . Действительно, в полночь в верхней кульминации находятся те звезды, прямые восхождения которых отличаются от прямого восхождения Солнца на 180° или на 12^h . Наблюдения же показывают, что с каждым днем в полночь кульминируют звезды все с большим и большим прямым восхождением, следовательно, и прямое восхождение Солнца с каждым днем увеличивается.

Рассматривая непрерывное изменение обеих координат Солнца, нетрудно установить, что оно перемещается среди звезд

с запада к востоку по большому кругу небесной сферы, который называется *эклиптикой*. Плоскость эклиптики $\mathcal{E}' \cap \mathcal{E} =$ (рис. 11) наклонена к плоскости небесного экватора под углом $\varepsilon = 23^\circ 27'$. Диаметр PP' , перпендикулярный к плоскости эклиптики, называется *осью эклиптики* и пересекается с поверхностью небесной сферы в *северном полюсе эклиптики* P (лежащем в северном полушарии) и в *южном полюсе эклиптики* P' (в южном полушарии).

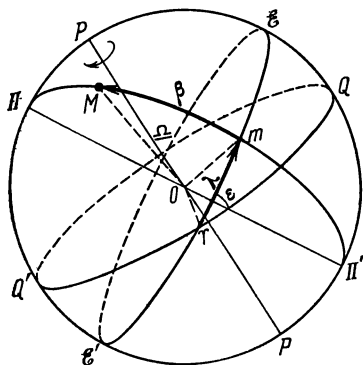


Рис. 11. Эклиптическая система координат.

Эклиптика пересекается с небесным экватором в двух точках: в *точке весеннего равноденствия* γ и в *точке осеннего равноденствия* \cap . В точке весеннего равноденствия γ Солнце пересекает небесный экватор, переходя из южного полушария небесной сферы в северное. В точке осеннего равноденствия \cap Солнце переходит из северного полушария в южное.

Точки эклиптики, отстоящие от равноденственных на 90° , называются *точкой летнего солнцестояния* (в северном полушарии) и *точкой зимнего солнцестояния* (в южном полушарии).

Большой полуокруг небесной сферы $ППП'$, проходящий через полюсы эклиптики и через светило M , называется *кругом широты светила*.

Эклиптика и точка весеннего равноденствия лежат в основе эклиптической системы небесных координат. Одной координатой в этой системе является *эклиптическая широта* β светила M , которой называется дуга mM круга широты (см. рис. 11) от эклиптики до светила, или центральный угол mOM между плоскостью эклиптики и направлением на светило M .

Эклиптические широты отсчитываются в пределах от 0° до $+90^\circ$ к северному полюсу эклиптики (P) и от 0° до -90° к ее южному полюсу (P').

Светила, находящиеся на одном малом круге, плоскость которого параллельна плоскости эклиптики, имеют одинаковые эклиптические широты.

Эклиптическая широта определяет положение светила на круге широты. Положение же самого круга широты на небесной сфере определяется другой координатой — *эклиптической долготой* λ . Эклиптической долготой λ светила M называется дуга γm эклиптики от точки весеннего равноденствия γ до круга широты, проходящего через светило, или центральный

угол γ_{Om} (в плоскости эклиптики) между направлением на точку весеннего равноденствия и плоскостью круга широты, проходящего через светило. Эклиптические долготы отсчитываются в сторону видимого годичного движения Солнца по эклиптике, т. е. с запада к востоку в пределах от 0° до 360° . Светила, находящиеся на одном круге широты, имеют одинаковые эклиптические долготы.

Эклиптическая система координат применяется преимущественно в теоретической астрономии при определении орбит небесных тел.

§ 16. Изменение экваториальных координат Солнца

Изменение экваториальных координат Солнца при его движении по эклиптике происходит следующим образом. Когда Солнце находится в точке весеннего равноденствия Υ_1 (см. § 15), его прямое восхождение и склонение равны нулю. Затем с каждым днем прямое восхождение и склонение Солнца увеличиваются, и когда Солнце придет в точку летнего солнцестояния, его прямое восхождение станет равным 90° или 6^h , а склонение достигает максимального значения $+23^\circ 27'$. После этого склонение Солнца начинает уменьшаться, а прямое восхождение по-прежнему растет. Когда Солнце придет в точку осеннего равноденствия, его прямое восхождение $\alpha = 180^\circ$ или 12^h , а склонение $\delta = 0^\circ$. Далее, прямое восхождение Солнца, продолжая увеличиваться, в точке зимнего солнцестояния становится равным 270° или 18^h , а склонение достигает своего минимального значения $-23^\circ 27'$. После этого склонение Солнца начинает расти, и когда Солнце придет в точку весеннего равноденствия, его склонение снова становится равным нулю, а прямое восхождение, достигнув значения 360° или 24^h , обращается в нуль.

Эти изменения экваториальных координат Солнца в течение года происходят неравномерно. Склонение изменяется быстрее всего при движении Солнца вблизи равноденственных точек и медленнее всего — вблизи точек солнцестояний. Прямое восхождение, наоборот, медленнее меняется вблизи равноденственных точек и быстрее — вблизи точек солнцестояний. При этом скорость изменения прямого восхождения Солнца вблизи точки летнего солнцестояния меньше, чем вблизи точки зимнего солнцестояния. Видимое движение Солнца по эклиптике есть следствие действительного движения Земли — обращения ее вокруг Солнца.

Движение Земли вокруг Солнца происходит в том же направлении, что и вращение Земли вокруг оси, и неравномерно (см. § 40). При этом ось вращения Земли всегда наклонена

к плоскости орбиты Земли под углом $66^{\circ} 33'$. Поэтому нам и кажется, что Солнце так же неравномерно перемещается по небесному своду среди звезд, так же с запада на восток, но по окружности (эклиптике), плоскость которой наклонена к плоскости небесного (и земного) экватора под углом $23^{\circ} 27' = 90^{\circ} - 66^{\circ} 33'$.

Когда Солнце находится в точке весеннего равноденствия ($\delta = 0$), то оно на всех географических широтах земной поверхности восходит в точке востока E и заходит в точке запада W (см. § 13). Половина его суточного пути находится над горизонтом, половина под горизонтом. Следовательно, на всем земном шаре, кроме полюсов, в этот день продолжительность дня равна продолжительности ночи. Этот день называется *днем весеннего равноденствия* (около 21 марта) и считается началом весны в северном полушарии Земли. (В южном полушарии этот момент соответствует началу осени.)

Полуденная высота Солнца в день весеннего равноденствия на данной северной широте φ согласно формуле (1.7)

$$h_{\odot} = 90^{\circ} - \varphi.$$

Когда Солнце находится в точке летнего солнцестояния ($\delta = +23^{\circ} 27'$), то оно восходит на данной северной широте φ на северо-востоке, а заходит на северо-западе. Большая часть его суточного пути находится над горизонтом. Продолжительность дня в северном полушарии Земли максимальная, ночи — минимальная, в южном — наоборот. Этот день называется *днем летнего солнцестояния* (около 22 июня) и считается началом лета в северном полушарии Земли (в южном этот момент соответствует началу зимы).

В день летнего солнцестояния полуденная высота Солнца на данной северной широте φ достигает максимального значения

$$h_{\max} = 90^{\circ} - \varphi + 23^{\circ} 27'.$$

Когда Солнце находится в точке осеннего равноденствия ($\delta = 0$), то оно снова на всей Земле восходит в точке востока и заходит в точке запада, и снова на всех широтах, кроме полюсов, продолжительность дня равна продолжительности ночи. Этот день называется *днем осеннего равноденствия* (около 23 сентября) и считается началом осени в северном полушарии Земли (началом весны — в южном полушарии).

Высота Солнца в полдень на данной широте φ в день осеннего равноденствия снова равна $90^{\circ} - \varphi$.

Наконец, когда Солнце находится в точке зимнего солнцестояния ($\delta = -23^{\circ} 27'$), то оно восходит на юго-востоке, а заходит на юго-западе. Большая часть его суточного пути нахо-

дится под горизонтом. На данной северной географической широте φ продолжительность дня минимальна, ночи — максимальна (в южных широтах, наоборот, продолжительность дня максимальна, ночи — минимальна). Этот день называется днем *зимнего солнцестояния* (около 22 декабря) и считается началом зимы в северном полушарии Земли (началом лета — в южном полушарии).

Высота Солнца в день зимнего солнцестояния на данной северной широте φ достигает минимального значения

$$h_{\min} = 90^\circ - \varphi - 23^\circ 27'.$$

В остальные дни года высота Солнца в полдень лежит между значениями h_{\max} и h_{\min} .

§ 17. Суточное движение Солнца на разных широтах

а) Для наблюдателя на северном полюсе Земли ($\varphi = +90^\circ$) незаходящими светилами являются те, у которых $\delta \geq 0$, а невосходящими те, у которых $\delta < 0$ (см. § 13, рис. 10).

Положительное склонение у Солнца бывает с 21 марта по 23 сентября, а отрицательное — с 23 сентября по 21 марта. Следовательно, на северном полюсе Земли Солнце приблизительно полгода бывает незаходящим, а полгода — невосходящим светилом. Около 21 марта Солнце здесь появляется над горизонтом (восходит) и вследствие суточного вращения небесной сферы описывает кривые, близкие к окружности и почти параллельные горизонту, поднимаясь с каждым днем все выше и выше. В день летнего солнцестояния (около 22 июня) Солнце достигает максимальной высоты $h_{\max} = +23^\circ 27'$. После этого Солнце начинает приближаться к горизонту, высота его постепенно уменьшается и после дня осеннего равноденствия (после 23 сентября) оно скрывается под горизонтом (заходит). День, длившийся полгода, кончается и начинается ночь, которая длится также полгода. Солнце, продолжая описывать кривые, почти параллельные горизонту, но под ним, опускается все ниже и ниже. В день зимнего солнцестояния (около 22 декабря) оно опустится под горизонт на высоту $h_{\min} = -23^\circ 27'$, а затем снова начнет приближаться к горизонту, высота его будет увеличиваться, и перед днем весеннего равноденствия Солнце снова появится над горизонтом. Для наблюдателя на южном полюсе Земли ($\varphi = -90^\circ$) суточное движение Солнца происходит подобным же образом. Только здесь Солнце восходит 23 сентября, а заходит после 21 марта, и поэтому когда на северном полюсе Земли ночь, на южном — день, и наоборот.

б) Для наблюдателя на северном полярном круге ($\varphi = +66^\circ 33'$) незаходящими являются светила с $\delta \geq +23^\circ 27'$,

а невосходящими — с $\delta < -23^\circ 27'$. Следовательно, на северном полярном круге Солнце не заходит в день летнего солнцестояния (в полночь центр Солнца только касается горизонта в точке севера N) и не восходит в день зимнего солнцестояния (в полдень центр солнечного диска только коснется горизонта в точке юга S , а затем снова опустится под горизонт). В остальные дни года Солнце на этой широте восходит и заходит. При этом максимальной высоты в полдень оно достигает в день летнего солнцестояния ($h_{\max} = +46^\circ 54'$), а в день зимнего солнцестояния его полуденная высота минимальна ($h_{\min} = 0^\circ$). На южном полярном круге ($\varphi = -66^\circ 33'$) Солнце не заходит в день зимнего солнцестояния и не восходит в день летнего солнцестояния.

Северный и южный полярные круги являются теоретическими границами тех географических широт, где возможны *полярные дни и ночи* (дни и ночи, длящиеся больше 24 часов).

В местах, лежащих за полярными кругами, Солнце бывает незаходящим или невосходящим светилом тем дольше, чем ближе место к географическим полюсам. По мере приближения к полюсам продолжительность полярных дня и ночи увеличивается.

в) Для наблюдателя на северном тропике ($\varphi = +23^\circ 27'$) Солнце всегда является восходящим и заходящим светилом. В день летнего солнцестояния оно в полдень достигает максимальной высоты $h_{\max} = +90^\circ$, т. е. проходит через зенит. В остальные дни года Солнце в полдень кульминирует к югу от зенита. В день зимнего солнцестояния его минимальная полуденная высота $h_{\min} = +43^\circ 06'$.

На южном тропике ($\varphi = -23^\circ 27'$) Солнце также всегда восходит и заходит. Но на максимальной полуденной высоте над горизонтом ($+90^\circ$) оно бывает в день зимнего солнцестояния, а на минимальной ($+43^\circ 06'$) — в день летнего солнцестояния. В остальные дни года Солнце в полдень кульминирует здесь к северу от зенита.

В местах, лежащих между тропиками и полярными кругами, Солнце восходит и заходит каждый день года. Полгода здесь продолжительность дня больше продолжительности ночи, а полгода — ночь продолжительнее дня. Полуденная высота Солнца здесь всегда меньше 90° (кроме тропиков) и больше 0° (кроме полярных кругов).

В местах, лежащих между тропиками, Солнце бывает в зените два раза в году, в те дни, когда его склонение равно географической широте места.

г) Для наблюдателя на экваторе Земли ($\varphi = 0$) все светила, в том числе и Солнце, являются восходящими и заходящими. При этом 12 часов они находятся над горизонтом,

а 12 часов — под горизонтом. Следовательно, на экваторе продолжительность дня всегда равна продолжительности ночи. Два раза в году Солнце в полдень проходит в зените (21 марта и 23 сентября).

С 21 марта по 23 сентября Солнце на экваторе кульминирует в полдень к северу от зенита, а с 23 сентября по 21 марта — к югу от зенита. Минимальная полуденная высота Солнца здесь будет равна $h_{\min} = 90^\circ - 23^\circ 27' = 66^\circ 33'$ (22 июня и 22 декабря).

На основании предыдущего можно сформулировать следующие астрономические признаки тепловых поясов:

1. В холодных поясах (от $\varphi = \pm 66^\circ 33'$ до $\varphi = \pm 90^\circ$) Солнце может быть незаходящим и невосходящим светилом. Полярный день и полярная ночь могут длиться от 24 часов до полугода.

2. В умеренных поясах (от $\varphi = \pm 23^\circ 27'$ до $\varphi = \pm 66^\circ 33'$) Солнце каждый день восходит и заходит, но никогда не бывает в зените. Полярных дней и ночей здесь никогда не бывает. Продолжительность дня и ночи короче 24 часов. Летом день длиннее ночи, а зимой — наоборот.

3. В жарком поясе (от $\varphi = +23^\circ 27'$ до $\varphi = -23^\circ 27'$) Солнце также всегда восходящее и заходящее светило и два раза в году (на тропиках один раз) в полдень бывает в зените (в разных местах — в разные дни года, а на экваторе — в день весеннего и в день осеннего равноденствий). [См. также § 33.]

§ 18. Основы измерения времени

На наблюдениях суточного вращения небесного свода и годичного движения Солнца, т. е. на вращении Земли вокруг оси и на обращении Земли вокруг Солнца, основано измерение времени.

Вращение Земли вокруг оси происходит почти равномерно, с периодом, равным периоду вращения небесного свода, который достаточно точно может быть определен из наблюдений. Поэтому по углу поворота Земли от некоторого начального положения можно судить о протекшем времени. За начальное положение Земли принимается момент прохождения плоскости земного меридиана места наблюдения через избранную точку на небе, или, что одно и то же, момент верхней (или нижней) кульминации этой точки на данном меридиане.

Продолжительность основной единицы времени, называемой *сутками*, зависит от избранной точки на небе. В астрономии за такие точки принимаются: а) точка весеннего равноденствия; б) центр видимого диска Солнца (*истинное Солнце*); в) «*среднее солнце*» — фиктивная точка, положение которой на небе

может быть вычислено теоретически для любого момента времени.

Определяемые этими точками три различные единицы времени называются соответственно *звездными, истинными солнечными* и *средними солнечными сутками*, а время, ими измеряемое, — *звездным, истинным солнечным* и *средним солнечным временем*.

Здесь совершенно необходимо отметить, что эти различные названия времен, так же как и все другие, с которыми мы познакомимся в дальнейшем, относятся к одному и тому же реальному и объективно существующему времени. Иными словами, никаких различных времен не существует, есть лишь различные единицы измерения времени и различные системы его счета.

Сутки и их доли (часы, минуты и секунды) используются при измерении коротких промежутков времени. Для измерения больших промежутков времени служит другая единица меры, основанная на движении Земли вокруг Солнца, — *тропический год*. Тропическим годом называется промежуток времени между двумя последовательными прохождением центра истинного Солнца через точку весеннего равноденствия.

§ 19. Звездные сутки. Звездное время

Промежуток времени между двумя последовательными одноименными кульминациями точки весеннего равноденствия на одном и том же географическом меридиане называется *звездными сутками*.

За начало звездных суток на данном меридиане принимается момент верхней кульминации точки весеннего равноденствия.

Время, протекшее от верхней кульминации точки весеннего равноденствия до любого другого ее положения, выраженное в долях звездных суток (в звездных часах, минутах и секундах), называется *звездным временем s* .

Угол, на который Земля повернется от момента верхней кульминации точки весеннего равноденствия до какого-нибудь другого момента, равен часовому углу точки весеннего равноденствия в этот момент. Следовательно, звездное время s на данном меридиане в любой момент численно равно часовому углу точки весеннего равноденствия t_{γ} , выраженному в часовой мере, т. е.

$$s = t_{\gamma}. \quad (1.14)$$

Точка весеннего равноденствия на небе ничем не отмечена. Непосредственно измерить ее часовой угол или заметить момент

прохождения ее через меридиан нельзя. Поэтому практически для установления начала звездных суток или звездного времени в какой-либо момент надо измерить часовой угол t какого-либо светила M , прямое восхождение которого α известно (рис. 12). Тогда, поскольку $t = Qm$, $\alpha = \Upsilon m$, а часовой угол точки весеннего равноденствия $t_{\Upsilon} = Q\Upsilon$ и, по определению, равен звездному времени s ,

$$s = t_{\Upsilon} = \alpha + t, \quad (1.15)$$

т. е. звездное время в любой момент равно прямому восхождению какого-либо светила плюс его часовой угол.

В момент верхней кульминации светила его часовой угол $t = 0$, и тогда

$$s = \alpha. \quad (1.16)$$

В момент нижней кульминации светила его часовой угол $t = 12^h$, и звездное время

$$s = \alpha + 12^h. \quad (1.17)$$

Измерение времени звездными сутками и их долями наиболее просто и поэтому весьма выгодно при решении многих астрономических задач. Но в повседневной жизни пользоваться звездным временем крайне неудобно. Повседневный распорядок жизни человека связан с видимым положением Солнца над горизонтом, с его восходом, кульминацией и заходом, а не с положением фиктивной точки весеннего равноденствия. А так как взаимное расположение Солнца и точки весеннего равноденствия в течение года непрерывно меняется, то, например, верхняя кульминация Солнца (полдень) в разные дни года происходит в разные моменты звездных суток. Действительно, только раз в году, когда Солнце проходит через точку весеннего равноденствия, т. е. когда его прямое восхождение $\alpha = 0^h$, оно будет кульминировать вместе с точкой весеннего равноденствия в полдень, в 0^h звездного времени. Через одни звездные сутки точка весеннего равноденствия снова будет находиться в верхней кульминации, а Солнце придет на меридиан приблизительно лишь через 4 минуты, так как за одни звездные сутки оно сместится к востоку относительно точки весеннего равноденствия почти на 1° , и его прямое восхождение будет уже равно $\alpha \approx 0^h 4^m$. Еще через одни звездные сутки прямое восхождение Солнца снова увеличится на 4^m , т. е. полдень наступит уже

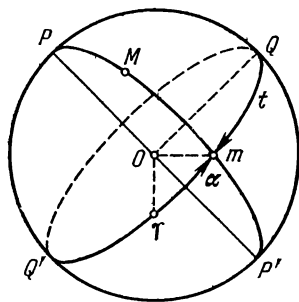


Рис. 12. Связь звездного времени с α и t светила.

приблизительно в $0^{\text{h}}8^{\text{m}}$ по звездному времени и т. д. Таким образом, звездное время кульминации Солнца непрерывно растет, и полдень наступает в различные моменты звездных суток. Неудобство совершенно очевидное.

§ 20. Истинные солнечные сутки. Истинное солнечное время

Промежуток времени между двумя последовательными одноименными кульминациями Солнца (точнее, центра солнечного диска) на одном и том же географическом меридиане называется *истинными солнечными сутками*. За начало истинных солнечных суток на данном меридиане принимается момент нижней кульминации Солнца (*истинная полночь*).

Время, протекшее от нижней кульминации Солнца до любого другого его положения, выраженное в долях истинных солнечных суток (в истинных солнечных часах, минутах и секундах), называется *истинным солнечным временем* T_{\odot} .

Истинное солнечное время T_{\odot} на данном меридиане в любой момент численно равно часовому углу Солнца t_{\odot} , выраженному в часовой мере, плюс 12^{h} , т. е.

$$T_{\odot} = t_{\odot} + 12^{\text{h}}. \quad (1.18)$$

Часовой угол Солнца, когда оно находится над горизонтом и не закрыто облаками, всегда можно измерить непосредственно. В момент верхней кульминации Солнца (в истинный полдень) $t_{\odot} = 0^{\text{h}}$, и следовательно, истинное солнечное время в полдень всегда равно 12 часам.

Измерение времени истинными солнечными сутками просто, но пользоваться истинным солнечным временем в повседневной жизни так же неудобно, как и звездным. Неудобство возникает потому, что продолжительность истинных солнечных суток — величина непостоянная. Величина запаздывания верхней (и нижней) кульминации Солнца относительно звездного времени (см. § 19) в разные дни года различна. Следовательно, различна и продолжительность истинных солнечных суток. Она была бы постоянной, если бы суточное приращение прямого восхождения Солнца было постоянным. Но этого нет (см. § 16) по двум причинам:

1) Солнце движется не по небесному экватору, а по эклиптике, наклоненной к небесному экватору на значительный угол $\varepsilon = 23^{\circ} 27'$.

2) Движение Солнца по эклиптике неравномерно. Вследствие первой причины продолжительности истинных солнечных суток была бы неодинаковой даже и в том случае, если бы Солнце перемещалось по эклиптике равномерно, т. е. если бы

суточное приращение его долготы $\Delta\lambda$ было бы всегда одинаковым. Действительно, вблизи равноденственных точек равные дуги $AB = BC = \Delta\lambda$ эклиптики $\mathcal{E}\mathcal{E}'$ (рис. 13, а), спроектированные на небесный экватор QQ' , дают приращения $\Delta\alpha$ прямого восхождения Солнца (ab, bc) меньше соответствующих отрезков эклиптики, т. е. $\Delta\alpha < \Delta\lambda$. Вблизи точек солнцестояний, наоборот, приращения $\Delta\alpha$ прямого восхождения Солнца (mk, kl на

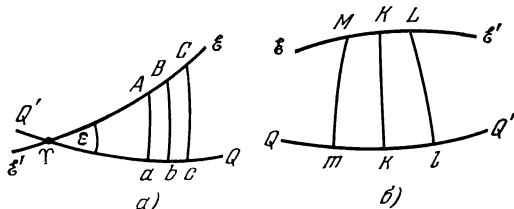


Рис. 13. К неравномерности истинных солнечных суток.

рис. 13, б) больше отрезков эклиптики $MK = KL = \Delta\lambda$ вследствие расхождения часовых кругов по мере их удаления от полюсов. Таким образом, здесь $\Delta\alpha > \Delta\lambda$.

В результате действия обеих причин истинные солнечные сутки, например, 22 декабря, длиннее на 50—51 секунду, чем 23 сентября. Непостоянство продолжительности истинных солнечных суток не позволяет применять их для счета времени на практике.

§ 21. Средние солнечные сутки. Среднее солнечное время

Чтобы получить сутки постоянной продолжительности, и в то же время связанные с движением Солнца, в астрономии введены понятия двух фиктивных точек — *среднего эклиптического и среднего экваториального* солнца. Среднее эклиптическое солнце равномерно движется по эклиптике со средней скоростью Солнца и совпадает с ним около 3 января и 4 июля.

Среднее экваториальное солнце равномерно движется по небесному экватору с постоянной скоростью среднего эклиптического солнца и одновременно с ним проходит точку весеннего равноденствия.

Следовательно, в каждый момент времени прямое восхождение среднего экваториального солнца равно долготе среднего эклиптического солнца. Их же прямые восхождения одинаковы только четыре раза в году, а именно, в моменты прохождения ими точек равноденствий и в моменты прохождения средним эклиптическим солнцем точек солнцестояний.

Введением среднего экваториального солнца, у которого суточные приращения $\Delta\alpha$ прямого восхождения одинаковы, устраняется непостоянство продолжительности солнечных суток и неравномерность истинного солнечного времени.

Промежуток времени между двумя последовательными одноименными кульминациями среднего экваториального солнца на одном и том же географическом меридиане называется *средними солнечными сутками*, или просто *средними сутками*. Из определения среднего экваториального солнца следует, что продолжительность средних солнечных суток равна среднему значению продолжительности истинных солнечных суток за год.

За начало средних солнечных суток на данном меридиане принимается момент нижней кульминации среднего экваториального солнца (*средняя полночь*). Время, протекшее от нижней кульминации среднего экваториального солнца до любого другого его положения, выраженное в долях средних солнечных суток (в средних часах, минутах и секундах), называется *средним солнечным временем* или просто *средним временем* T_m .

Среднее время T_m на данном меридиане в любой момент численно равно часовому углу t_m среднего экваториального солнца, выраженному в часовой мере, плюс 12^h , т. е.

$$T_m = t_m + 12^h. \quad (1.19)$$

Среднее экваториальное солнце на небе ничем не отмечено, поэтому измерить его часовой угол нельзя, и среднее солнечное время получают путем вычислений по определенному из наблюдений истинному солнечному или звездному времени.

До 1925 г. при астрономических наблюдениях за начало средних суток принимался момент верхней кульминации среднего солнца. Поэтому различали среднее время «астрономическое» и «гражданское». Начиная с 1925 г. астрономы стали считать среднее время также от полуночи, и теперь надобность в терминах «астрономическое время» и «гражданское время» совершенно отпала.

§ 22. Уравнение времени

Разность между средним временем и истинным солнечным временем в один и тот же момент называется *уравнением времени* η . На основании (1.18), (1.19) и (1.15) уравнение времени

$$\eta = T_m - T_{\odot} = t_m - t_{\odot} = \alpha_{\odot} - \alpha_m. \quad (1.20)$$

Из последнего соотношения следует:

$$T_m = T_{\odot} + \eta, \quad (1.21)$$

т. е. *среднее солнечное время в любой момент равно истинному солнечному времени плюс уравнение времени.*

Таким образом, измерив непосредственно часовой угол Солнца t_0 , определяют по (1.18) истинное солнечное время и, зная уравнение времени η в этот момент, находят по (1.21) среднее солнечное время: $T_m = t_0 + 12^h + \eta$.

Так как среднее экваториальное солнце проходит через меридиан то раньше, то позже истинного Солнца, разность их часовых углов (уравнение времени) может быть как положительной, так и отрицательной величиной.

Уравнение времени и его изменение в течение года представлено на рис. 14 сплошной кривой. Эта кривая является суммой двух синусоид — с годичным и полугодовым периодами.

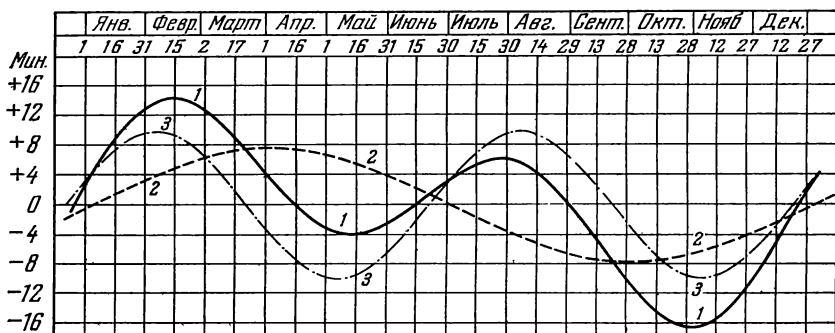


Рис. 14. График уравнения времени:

1 — уравнение времени, 2 — уравнение центра, 3 — уравнение от наклона эклиптики.

Синусоида с годичным периодом (штриховая кривая) дает разность между истинным и средним временем, обусловленную неравномерным движением Солнца по эклиптике. Эта часть уравнения времени называется *уравнением центра* или *уравнением от эксцентриситета*. Синусоида с полугодовым периодом (штрих-пунктирная кривая) представляет разность времен, вызванную наклоном эклиптики к небесному экватору, и называется *уравнением от наклона эклиптики*.

Уравнение времени обращается в нуль около 15 апреля, 14 июня, 1 сентября и 24 декабря и четыре раза в году принимает экстремальные значения; из них наиболее значительные около 11 февраля ($\eta = +14^m$) и 2 ноября ($\eta = -16^m$).

Уравнение времени можно вычислить для любого момента. Оно обычно публикуется в астрономических календарях и ежегодниках для каждой средней полуночи на меридиане Гринвича.

Но следует иметь в виду, что в некоторых из них уравнение времени дается в смысле «истинное время минус среднее» ($\eta = T_o - T_m$) и поэтому имеет противоположный знак. Смысл уравнения времени всегда разъясняется в объяснении к календарям (ежегодникам).

§ 23. Связь среднего солнечного времени со звездным

Из многолетних наблюдений установлено, что в тропическом году содержится 365,2422 средних солнечных суток. Нетрудно показать, что звездных суток в тропическом году на единицу больше, т. е. 366,2422.

Действительно, предположим, что в момент весеннего равноденствия некоторого года среднее экваториальное солнце и точка весеннего равноденствия находятся в верхней кульминации. Спустя одни звездные сутки точка весеннего равноденствия снова придет на небесный меридиан, а среднее экваториальное солнце не дойдет до него, так как за звездные сутки оно сместится по небесному экватору к востоку на дугу примерно в 1° . Оно пройдет небесный меридиан после поворота небесной сферы на этот угол, на что потребуется около 4^m времени, а точнее 3^m56^s . Следовательно, средние сутки продолжительнее звездных суток на 3^m56^s .

Отходя каждые звездные сутки к востоку на дугу в 3^m56^s (или $\sim 1^\circ$), среднее экваториальное солнце на протяжении тропического года обойдет весь небесный экватор (подобно одному видимому обороту Солнца по эклиптике) и в момент следующего весеннего равноденствия снова придет в точку весеннего равноденствия. Но в этот момент часовой угол среднего солнца и точки весеннего равноденствия будут отличаться от нуля, так как тропический год не содержит целого числа ни звездных, ни средних суток.

Нетрудно видеть, что, какова бы ни была продолжительность тропического года, число суточных оборотов Солнца за этот промежуток времени будет на единицу меньше, чем число суточных оборотов точки весеннего равноденствия.

Иными словами,

365,2422 средн. солн. суток = 366,2422 звездн. суток,
откуда

$$1 \text{ средн. солн. сутки} = \frac{366,2422}{365,2422} \text{ звездн. суток}$$

и

$$1 \text{ звездн. сутки} = \frac{365,2422}{366,2422} \text{ средн. солн. суток.}$$

Коэффициент

$$K = \frac{366,2422}{365,2422} = 1,002738 \quad (1.22)$$

служит для перевода промежутков среднего солнечного времени в промежутки звездного времени, а коэффициент

$$K' = \frac{365,2422}{366,2422} = 0,997270 \quad (1.23)$$

— для перевода промежутков звездного времени в промежутки среднего солнечного времени. Таким образом, если промежуток времени в средних солнечных единицах есть ΔT_m , а в звездных единицах Δs , то

$$\left. \begin{aligned} \Delta s &= K \cdot \Delta T_m, \\ \Delta T_m &= K' \cdot \Delta s. \end{aligned} \right\} \quad (1.24)$$

Отсюда, в частности, следует, что

24 ^h	средн. солн. вр.	=	24 ^h 03 ^m 56 ^s ,555	звездн. вр.
1 ^h	»	»	=	1 00 09,856 »
1 ^m	»	»	=	01 00,164 »
1 ^s	»	»	=	01,003 »
24 ^h	звездн. времени	=	23 ^h 56 ^m 04 ^s ,091	средн. солн. вр.
1 ^h	»	»	=	59 50,170 »
1 ^m	»	»	=	59,836 »
1 ^s	»	»	=	0,997 »

Для облегчения вычислений на основании соотношений (1.24) составляются подробные таблицы, по которым любой промежуток времени, выраженный в одних единицах, легко можно выразить в других единицах.

Для приближенных расчетов можно считать, что звездные сутки короче средних (или, наоборот, средние длиннее звездных) приблизительно на 4^m, а один звездный час короче среднего (или средний длиннее звездного) — на 10^s. Например, 5^h среднего времени \approx 5^h00^m50^s звездного времени, а 19^h звездного времени \approx 18^h56^m50^s среднего времени.

Пусть звездное время в некоторый момент на данном меридиане равно s , а звездное время в ближайшую предшествующую среднюю полночь на этом же меридиане было S . Значит, после полуночи прошло $(s - S)$ часов, минут и секунд звездного времени. Этот промежуток, если его выразить в единицах среднего солнечного времени, равен $(s - S) K'$ часам, минутам и секундам среднего времени. А так как в среднюю полночь среднее солнечное время равно 0^h, то, следовательно, в момент s по звездному времени среднее солнечное время будет $T_m = (s - S) K'$.

Наоборот, пусть среднее время в некоторый момент на данном меридиане равно T_m . Это значит, что после средней полуночи прошло T_m часов, минут и секунд среднего времени. Этот промежуток времени равен $T_m K$ звездных часов, минут и секунд,

которые прошли от средней полуночи. И если в среднюю полночь определенной даты на данном меридиане звездное время было S , то в момент T_m звездное время будет $s = S + T_m K$.

Таким образом, в обоих случаях нужно знать звездное время S в среднюю полночь на данном меридиане.

В астрономических ежегодниках дается звездное время S_0 для каждой средней полуночи на меридиане Гринвича. Зная S_0 , легко вычислить S на любом другом меридиане, если известна его долгота от Гринвича λ , выраженная в часах и долях часа.

Действительно, так как средние сутки длиннее звездных на $3^m 56^s,555$, то S_0 , так же как и S , ежедневно увеличивается на $3^m 56^s,555$. Следовательно, на меридиане с долготой λ к востоку от Гринвича звездное время в среднюю полночь будет меньше на величину $\lambda \cdot \frac{3^m 56^s,555}{24^h}$, так как средняя полночь на этом меридиане наступит раньше гринвичской полуночи на λ^h . Отсюда

$$S = S_0 - \frac{\lambda^h}{24^h} \cdot 3^m 56^s,55. \quad (1.25)$$

(Долгота λ отсчитывается положительной к востоку от Гринвича.) Для приближенных расчетов, с точностью до 5 минут, звездное время S в среднюю полночь на любом меридиане можно вычислить по следующей таблице:

Дата	S	Дата	S	Дата	S
Сентябрь 22	0 ^h	Январь 21	8 ^h	Май 23	16 ^h
Октябрь 22	2	Февраль 21	10	Июнь 22	18
Ноябрь 22	4	Март 23	12	Июль 23	20
Декабрь 22	6	Апрель 22	14	Август 22	22

При этом нужно иметь в виду, что за каждые сутки звездное время уходит вперед относительно среднего времени приблизительно на 4^m .

§ 24. Системы счета времени

1. Местное время и долгота. Время, измеренное на данном географическом меридиане, называется *местным временем* этого меридиана. Для всех мест на одном и том же меридиане часовой угол точки весеннего равноденствия (или Солнца, или среднего солнца) в какой-либо момент один и тот же. Поэтому на всем географическом меридиане местное время (звездное или солнечное) в один и тот же момент одинаково.

Если разность географических долгот двух мест есть $\Delta\lambda$, то в более восточном месте часовой угол любого светила будет на $\Delta\lambda$ больше, чем часовой угол того же светила в более западном месте. Поэтому разность любых местных времен на двух меридианах в один и тот же физический момент всегда равна разности долгот этих меридианов, выраженной в часовой мере (в единицах времени):

$$\left. \begin{aligned} s_1 - s_2 &= \lambda_1 - \lambda_2, \\ T_{\odot 1} - T_{\odot 2} &= \lambda_1 - \lambda_2, \\ T_{m_1} - T_{m_2} &= \lambda_1 - \lambda_2. \end{aligned} \right\} \quad (1.26)$$

Непосредственно из астрономических наблюдений получается местное время того меридиана, на котором эти наблюдения произведены.

2. Всемирное время. Местное среднее солнечное время гринвичского (нулевого) меридиана называется *всемирным временем* T_0 .

Полагая в формуле (1.26) $T_{m_2} = T_0$ и $\lambda_2 = 0$, $T_{m_1} = T_m$ и $\lambda_1 = \lambda$, получим:

$$T_m = T_0 + \lambda, \quad (1.27)$$

т. е. *местное среднее время любого пункта на Земле всегда равно всемирному времени в этот момент плюс долгота данного пункта, выраженная в часовой мере и считаемая положительной к востоку от Гринвича.*

В астрономических календарях моменты большинства явлений указываются по всемирному времени T_0 . Моменты этих явлений по местному времени T_m легко определяются по формуле (1.27).

3. Поясное время. В повседневной жизни пользоваться как местным средним солнечным временем, так и всемирным временем неудобно. Первым потому, что местных систем счета времени в принципе столько же, сколько географических меридианов, т. е. бесчисленное множество. Поэтому для установления последовательности событий или явлений, отмеченных по местному времени, совершенно необходимо знать, кроме моментов, также и разность долгот тех меридианов, на которых эти события или явления имели место.

Последовательность событий, отмеченных по всемирному времени, устанавливается легко, но большое различие между всемирным временем и местным временем меридианов, удаленных от гринвичского на значительные расстояния, создает неудобства при использовании всемирного времени в повседневной жизни.

В 1884 г. была предложена *поясная система счета среднего времени*, суть которой заключается в следующем. Счет времени

ведется только на 24 основных географических меридианах, расположенных друг от друга по долготе точно через 15° (или через 1^h), приблизительно посередине каждого часового пояса. Часовыми поясами называются участки земной поверхности, на которые она условно разделена линиями, идущими от ее северного полюса до южного и отстоящими приблизительно на $7^\circ,5$ от основных меридианов. Эти линии, или границы часовых поясов, точно следуют по географическим меридианам лишь в открытых морях и океанах и в ненаселенных местах суши. На остальном своем протяжении они идут по государственным, административно-хозяйственным или географическим границам, отступая от соответствующего меридиана в ту или другую сторону. Часовые пояса занумерованы от 0 до 23. За основной меридиан нулевого пояса принят гринвичский. Основным меридиан первого часового пояса расположен от гринвичского точно на 15° к востоку, второго — на 30° , третьего — на 45° и т. д. до 23 часового пояса, основным меридиан которого имеет восточную долготу от Гринвича 345° (или западную долготу 15°).

Местное среднее солнечное время основного меридиана какого-либо часового пояса называется *поясным временем* T_n , по которому и ведется счет времени на всей территории, лежащей в данном часовом поясе. Разность между местным временем T_m какого-либо пункта и его поясным временем T_n на основании последнего уравнения (1.26) равна

$$T_m - T_n = \lambda - n^h, \quad (1.28)$$

где λ — восточная долгота пункта от Гринвича, а n^h — число целых часов, равное номеру часового пояса, в котором данный пункт находится (долгота основного меридиана часового пояса).

Так как границы часовых поясов удалены от основных меридианов приблизительно на $7^\circ,5$, то разность $(T_m - T_n)$ может быть несколько больше или несколько меньше $\pm 30^m$ только для пунктов, расположенных вблизи границ часовых поясов.

Поясное время данного пояса n связано с всемирным временем очевидным соотношением

$$T_n = T_0 + n^h. \quad (1.29)$$

Также совершенно очевидно, что разность поясных времен двух пунктов есть целое число часов, равное разности номеров их часовых поясов.

В СССР поясное время было введено с 1 июля 1919 г. В связи с существенно изменившимися условиями экономического развития страны в 1956 г. границы часовых поясов на территории СССР были пересмотрены и с 1 декабря 1956 г. установлены новые границы (см. «Карту часовых поясов СССР» в приложении).

4. Декретное время. В целях более рационального распределения электроэнергии, идущей на освещение предприятий и жилых помещений, и наиболее полного использования дневного света в летние месяцы года во многих странах переводят часовые стрелки часов, идущих по поясному времени, на 1^h вперед.

Перевод осуществляется специальным правительственным распоряжением (декретом) либо только на летний период («летнее время») либо на все время года.

В СССР «летнее время» вводилось неоднократно. В последний раз, 16 июня 1930 г., декретом правительства СССР стрелки часов во всех часовых поясах СССР были переведены на один час вперед против поясного времени. Срок действия этого декрета был продлен 9 февраля 1931 г. впредь до отмены. С тех пор население каждого часового пояса в СССР, как правило, живет по времени соседнего восточного пояса. Это время получило у нас название *декретного*. Связь декретного времени T_d какого-либо пункта с его поясным временем T_n , с всемирным временем T_0 и с местным средним солнечным временем T_m дается следующими соотношениями:

$$\left. \begin{aligned} T_d &= T_n + 1^h, \\ T_d &= T_0 + n^h + 1^h, \\ T_d &= T_m - \lambda^h + n^h + 1^h. \end{aligned} \right\} \quad (1.30)$$

Декретное время действует не на всей территории СССР. В силу исторически сложившихся причин Татарская АССР, Краснодарский край, Ставропольский край и Горьковская область находятся в 3-м часовом поясе, живут по своему поясному времени, совпадающему с декретным временем Москвы, которая лежит во 2-м часовом поясе, а живет (в соответствии с декретом от 16 июня 1930 г.) по поясному времени 3-го часового пояса. Декретное время Москвы называется *московским временем*. По московскому времени составляются расписания движения поездов, пароходов, самолетов, отмечается время на телеграммах и т. п.

В некоторых странах Западной Европы периодически вводится так называемое *сезонное время*: примерно с конца октября до конца марта там действует поясное время, а в другую половину года стрелки часов переводятся на 1 час вперед.

В обыденной жизни декретное или поясное время какого-нибудь населенного пункта часто называют «местным» временем этого пункта; его не следует путать с астрономическим понятием местного времени, о котором было сказано в начале этого параграфа.

§ 25. Календарь

Система счета длительных промежутков времени называется *календарем*. За многовековую историю человечества было разработано (и использовалось) много различных систем календарей. Но все календари можно разделить на три главных типа: *солнечные, лунные и лунно-солнечные*. В основе солнечных календарей лежит продолжительность тропического года, в основе лунных календарей — продолжительность лунного, или синодического, месяца ¹⁾, лунно-солнечные календари основаны на обоих этих периодах.

Современный календарь, принятый в большинстве стран, является солнечным календарем.

Примером лунного календаря является магометанский календарь, лунный год которого состоит из 12 лунных месяцев и содержит 354 или 355 средних солнечных суток.

В еврейском лунно-солнечном календаре год состоит то из 12 месяцев (354 дня), то из 13 месяцев (384 дня). Кроме того, есть годы «недостаточные» (353 дня и 383 дня) и «избыточные» (по 355 и по 385 дней).

Основной единицей меры времени солнечных календарей, как уже было сказано, является тропический год. Продолжительность тропического года в средних солнечных сутках равна $365,2422$ ($365^d 5^h 48^m 46^s$).

При составлении солнечного календаря необходимо выполнить два условия:

1) продолжительность календарного года, в среднем за несколько лет, должна быть как можно ближе к продолжительности тропического года;

2) календарный год должен содержать целое число суток, так как неудобно было бы начинать один год ночью, другой — утром, третий — вечером и т. д.

В юлианском календаре (старый стиль), разработанным александрийским астрономом Созигеном и введенном Юлием Цезарем в 46 г. до н. э., эти условия выполняются соблюдением следующего простого правила:

продолжительность календарного года считается равной 365 средним солнечным суткам три года подряд, а каждый четвертый год содержит 366 суток.

Годы продолжительностью в 365 суток называются *простыми*, а в 366 суток — *високосными*. Високосными годами в юлианском календаре являются те годы, номера которых делятся на 4 без остатка. В високосном году в феврале 29 дней, в простом — 28.

¹⁾ Промежуток времени между одинаковыми фазами Луны.

Таким образом, продолжительность года в юлианском календаре в среднем за 4 года равна 365,25 средних солнечных суток, т. е. календарный год длиннее тропического всего лишь на 0,0078 суток.

Счет времени юлианскими годами за 128 лет даст расхождение со счетом тропическими годами приблизительно в 1 сутки, а за 400 лет — около 3 суток (например, день весеннего равноденствия через 400 лет по юлианскому календарю наступит на три дня раньше). Расхождение это практического значения не имеет и юлианским календарем пользовались все европейские страны около 16 столетий.

Григорианский календарь (новый стиль) возник в результате реформы юлианского календаря, произведенной в 1582 г. римским папой Григорием XIII из религиозных соображений.

Дело в том, что указанное выше небольшое расхождение юлианского календаря со счетом тропическими годами оказалось неудобным для церковного летосчисления. По правилам христианской церкви праздник пасхи должен был наступать в первое воскресенье после весеннего полнолуния, т. е. первого полнолуния после дня весеннего равноденствия. В год, когда было установлено это правило на Никейском Соборе (325 г. н. э.), день весеннего равноденствия по юлианскому календарю приходился на 21 марта. В 1582 г., т. е. через 1257 лет он стал приходиться уже на 11 марта. Этот переход дня весеннего равноденствия (за 128 лет на одни сутки) на более ранние даты вносил путаницу и неопределенность в определение дня пасхи и других христианских праздников. Реформа календаря, произведенная по проекту итальянского математика и врача Лилио, предусматривала, во-первых, возвращение календарной даты 21 марта на день весеннего равноденствия и, во-вторых, изменение в правиле счета простых и високосных лет с целью уменьшения расхождения со счетом тропическими годами. Поэтому в булле папы Григория XIII имелись два принципиальных пункта:

1) *после 4 октября 1582 г. было предписано считать не 5, а 15 октября.*

2) *не считать в дальнейшем високосными те годы столетий, у которых число сотен не делится без остатка на 4 (1700, 1800, 1900, 2100 и т. д.).*

Первым пунктом этого постановления устранялось расхождение в 10 суток юлианского календаря со счетом тропическими годами, накопившееся с 325 г., и день весеннего равноденствия в следующем году наступил снова 21 марта.

Вторым пунктом продолжительность календарного года в среднем за 400 лет устанавливалась равной 365,2425 средних

солнечных суток. Таким образом, средний календарный год стал длиннее тропического всего на 0,0003 суток и счет времени по григорианскому календарю и тропическими годами даст расхождение в 1 сутки только лишь через 3300 лет. Поэтому дальнейшее совершенствование григорианского календаря в этом направлении нецелесообразно.

Григорианский календарь был введен в большинстве западных стран в течение XVI—XVII вв. В России перешли на новый стиль только в 1918 г. В этом году, по декрету Советского правительства, вместо 1 февраля стали считать 14 февраля, так как расхождение юлианского календаря со счетом тропическими годами к 1918 г. составило уже 13 суток. Это различие в 13 суток будет сохраняться до 15 февраля 2100 г. по старому стилю, или до 28 февраля 2100 г. по новому стилю. После этой даты оно увеличится на одни сутки и станет равным 14 суткам.

Начало календарного года (*Новый год*) понятие условное. В прошлом в некоторых странах Новый год начинался и 25 марта, и 25 декабря и в другие дни. В России, например, до XV в. первым днем года считали 1 марта, а с XV в. до 1700 г. — 1 сентября. И только постепенно за начало календарного года стали повсеместно считать 1 января, как и при введении юлианского календаря в 46 г. до н. э.

Условным является и выбор начала счета годов, т. е. установление *эры*. В прошлом существовало до 200 различных эр, связанных либо с реальными событиями (возведением на престол монархов, войнами, олимпиадами), либо с легендарными (основание Рима), а чаще всего религиозными событиями («сотворение мира», «всемирный потоп» и т. п.).

Начало счета годов от «рождества Христова» было предложено ученым монахом Дионисием в 525 г. н. э. (в 1284 г. от «основания Рима»).

Без всяких доказательств он объявил, что Христос родился 532 года назад, и поэтому следующие годы стали нумероваться как 533, 534, 535 и т. д. от «рождества Христова». Таким образом, наша эра является такой же условной, как и эра «от сотворения мира», и ведется она от такого же нереального события. Монах же Дионисий выбрал 532 года потому, что праздник пасхи через этот период снова приходится на те же даты. Действительно, $532 = 4 \times 7 \times 19$, где 4 — период високосных лет, 7 — число дней недели, а 19 — число лет, через которые лунные фазы приходятся опять на те же календарные числа (*метонов цикл*).

Установление двенадцати месяцев в году и семи дней в неделе, хотя и имеет астрономическое обоснование, но, по сути дела, также является условным и сохраняется до сих пор по традиции.

Можно придумать (и придуманы) календарные системы еще более точные, чем григорианский календарь. Но так как точность последнего более чем достаточна, то в изменении средней продолжительности календарного года (т. е. в изменении правила счета високосных годов) нет необходимости. Желательна лишь реформа в распределении дней по месяцам. В григорианском календаре месяцы имеют различную продолжительность — от 28 до 31 дня. Это неудобно. Такое же неудобство имеют и кварталы года.

Предложено несколько проектов реформы григорианского календаря, предусматривающих устранение или уменьшение этих недостатков. Один из них, по-видимому самый простой, заключается в следующем.

Все кварталы года имеют одинаковую продолжительность по 13 недель, т. е. по 91 дню. Первый месяц каждого квартала содержит 31 день, остальные два — по 30 дней. Таким образом, каждый квартал (и год) будет начинаться всегда в один и тот же день недели.

Но так как 4 квартала по 91 дню содержит 364 дня, а год должен содержать 365 или 366 дней (високосный), то между 30 декабря и 1 января вставляется день вне счета месяцев и недель — международный нерабочий день Нового года. А в високосном году такой же нерабочий день, вне счета месяцев и недель, вставляется после 30 июня.

Однако вопрос о введении нового календаря может быть решен только в международном масштабе.

§ 26. Юлианские дни

Вычитанием более ранней даты одного события из более поздней даты другого, данных в одной системе летосчисления, можно вычислить число суток, прошедших между этими событиями. При этом необходимо учитывать число високосных годов; при больших промежутках времени вычисления могут представить некоторые неудобства и дать неуверенность в результатах. Поэтому задача о числе суток, прошедших между двумя заданными датами в астрономии (например, при исследовании переменных звезд), удобнее решается с помощью *юлианского периода*, или *юлианских дней*. Так называются дни, считающиеся непрерывно с 1 января 4713 г. до н. э.

Началом каждого юлианского дня считается средний гринвичский полдень. В астрономических ежегодниках или в специальных таблицах даются целые числа юлианских дней, прошедших с начала счета до среднего гринвичского полудня определенной даты. Например, средний гринвичский полдень 10 января 1966 г. в юлианских днях выразится числом 2 439 136,

а средняя гринвичская полночь этой же даты — числом 2 439 135,5.

Начало счета юлианских дней — условное и предложено в XVI в. н. э. Скалигером, как начало большого периода в 7980 лет, являющегося произведением трех меньших периодов:

- 1) периода в 28 лет, через который повторяется распределение дней семидневной недели по дням года;
- 2) периода в 19 лет (метонов цикл);
- 3) периода в 15 лет, употреблявшегося в римской налоговой системе.

Скалигер, исходя из принятых в то время номеров лет в этих трех периодах, рассчитал, что первые номера всех трех циклов приходились на 1 января 4713 г. до н. э.

Период в 7980 лет Скалигер назвал «юлианским» в честь своего отца Юлия.

§ 27. Линия перемены даты

При счете времени календарными сутками необходимо условиться, где (на каком меридиане) начинается новая дата (число месяца).

По международному соглашению линия перемены даты (демаркационная линия) проходит в большей своей части по меридиану, отстоящему от гринвичского на 180° , отступая от него к западу — у островов Врангеля и Алеутских, к востоку — у оконечности Азии, островов Фиджи, Самоа, Тонгатабу, Кермадек и Чатам.

Необходимость установления линии перемены даты вызвана следующими соображениями. При кругосветном путешествии с запада на восток путешественник проходит пункты, где часы, идущие по местному (или поясному) времени, показывают все большее время по сравнению с местным (поясным) временем пункта отправления путешественника. Постепенно переводя стрелки своих часов вперед, к концу кругосветного путешествия путешественник насчитывает одни лишние сутки. И наоборот, при кругосветном путешествии с востока на запад — одни сутки теряются. Во избежание связанных с этим ошибок в счете дней и установлена линия перемены даты.

К западу от линии перемены даты число месяца всегда на единицу больше, чем к востоку от нее. Поэтому после пересечения этой линии с запада на восток необходимо уменьшить календарное число, а после пересечения ее с востока на запад, наоборот, увеличить на единицу. Например, если корабль пересекает демаркационную линию 8 ноября, идя с запада на восток, то на корабле дата в полночь, следующую после пересечения этой линии, не меняется, т. е. два дня подряд датируются как

8 ноября. И наоборот, если корабль пересекает эту линию 8 ноября, идя с востока на запад, то в полночь, следующую после перехода через нее, дата меняется сразу на 10 ноября, а дня с названием 9 ноября на корабле не будет.

Соблюдение этого правила исключает ошибку в счете дней, впервые допущенную участниками первой кругосветной экспедиции Магеллана в XVI в., когда они, вернувшись на родину, обнаружили, что разошлись в счете дней и чисел месяца с жителями, остававшимися на месте, ровно на одни сутки.

§ 28. Сферический треугольник и основные формулы сферической тригонометрии

Многие задачи астрономии, связанные с видимыми положениями и движениями небесных тел, сводятся к решению *сферических треугольников*.

Сферическим треугольником называется фигура ABC на поверхности сферы, образованная дугами трех больших кругов (рис. 15).

Углами сферического треугольника называются двугранные углы между плоскостями больших кругов, образующих стороны сферического треугольника. Эти углы измеряются плоскими углами при вершинах треугольника между касательными к его сторонам.

Обычно рассматриваются треугольники, углы и стороны которых меньше 180° . Для таких сферических треугольников сумма углов всегда больше 180° , но меньше 540° , а сумма сторон всегда меньше 360° . Разность между суммой трех углов сферического треугольника и 180° называется сферическим избытком σ , т. е.

$$\sigma = \angle A + \angle B + \angle C - 180^\circ.$$

Площадь сферического треугольника s равна

$$s = \sigma \frac{\pi R^2}{180^\circ},$$

где R — радиус сферы, на поверхности которой образован треугольник.

Сферический треугольник, таким образом, отличается по своим свойствам от плоского, и применять к нему формулы тригонометрии на плоскости нельзя.

Возьмем сферический треугольник ABC (рис. 15), образованный на сфере радиуса R и с центром в точке O .

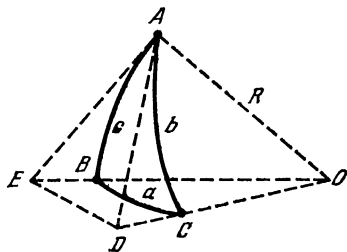


Рис. 15. Сферический треугольник.

Из вершины A проведем касательные AD и AE к сторонам b и c до пересечения их с продолжениями радиусов OC и OB , лежащих в одной плоскости с соответствующей касательной. Соединив прямой точки пересечения D и E , получим два плоских косоугольных треугольника ADE и ODE с общей стороной DE . Применяя к этим треугольникам теоремы элементарной геометрии, напомним:

$$DE^2 = OD^2 + OE^2 - 2OD \cdot OE \cdot \cos a,$$

$$DE^2 = AD^2 + AE^2 - 2AD \cdot AE \cdot \cos A.$$

Вычитанием второго равенства из первого получим:

$$2OD \cdot OE \cdot \cos a =$$

$$= OD^2 - AD^2 + OE^2 - AE^2 + 2AD \cdot AE \cdot \cos A. \quad (1.31)$$

Из прямоугольных плоских треугольников OAE и OAD следует:

$$OD^2 - AD^2 = R^2; \quad OE^2 - AE^2 = R^2;$$

$$AD = R \operatorname{tg} b; \quad AE = R \operatorname{tg} c;$$

$$OD = \frac{R}{\cos b}; \quad OE = \frac{R}{\cos c}.$$

Подставив эти соотношения в формулу (1.31) и произведя соответствующие сокращения и переносы, получим

$$\cos a = \cos b \cos c + \sin b \sin c \cos A, \quad (1.32)$$

т. е. *косинус стороны сферического треугольника равен произведению косинусов двух других его сторон плюс произведение синусов тех же сторон на косинус угла между ними.*

Формулу (1.32) можно написать для любой стороны треугольника. Напишем ее, например, для стороны b :

$$\cos b = \cos c \cos a + \sin c \sin a \cos B$$

и, подставив в нее $\cos a$ из формулы (1.32), получим

$$\cos b = \cos c (\cos b \cos c + \sin b \sin c \cos A) + \sin c \sin a \cos B.$$

Раскрыв скобки и перенеся первый член правой части в левую, будем иметь:

$$\cos b (1 - \cos^2 c) = \sin b \sin c \cos c \cos A + \sin c \sin a \cos B.$$

Заменив $(1 - \cos^2 c)$ на $\sin^2 c$ и сократив все на $\sin c$, окончательно получим

$$\sin a \cos B = \sin c \cos b - \cos c \sin b \cos A, \quad (1.33)$$

т. е. *произведение синуса стороны на косинус прилежащего угла равняется произведению синуса другой стороны, ограничивающей прилежащий угол, на косинус третьей стороны минус*

произведение косинуса стороны, ограничивающей прилежащий угол, на синус третьей стороны и на косинус угла, противолежащего первой стороне.

Формула (1.33) называется формулой пяти элементов. Ее можно написать по аналогии и для произведений $\sin a \cos C$, $\sin b \cos A$, $\sin b \cos C$, $\sin c \cos A$ и $\sin c \cos B$.

Решим теперь равенство (1.32) относительно $\cos A$:

$$\cos A = \frac{\cos a - \cos b \cos c}{\sin b \sin c}.$$

Возведя обе части последнего равенства в квадрат и вычтя их из 1, получим:

$$1 - \cos^2 A = \frac{\sin^2 b \sin^2 c - (\cos a - \cos b \cos c)^2}{\sin^2 b \sin^2 c}$$

или

$$\sin^2 A = \frac{(1 - \cos^2 b)(1 - \cos^2 c) - (\cos a - \cos b \cos c)^2}{\sin^2 b \sin^2 c}.$$

Раскрыв скобки и разделив обе части этого выражения на $\sin^2 a$, получим

$$\frac{\sin^2 A}{\sin^2 a} = \frac{1 - \cos^2 a - \cos^2 b - \cos^2 c + 2 \cos a \cos b \cos c}{\sin^2 a \sin^2 b \sin^2 c}.$$

Полученное выражение совершенно симметрично относительно a , b и c , и заменяя A на B , a на b или A на C и a на c , напишем

$$\frac{\sin^2 B}{\sin^2 b} = \frac{1 - \cos^2 a - \cos^2 b - \cos^2 c + 2 \cos a \cos b \cos c}{\sin^2 a \sin^2 b \sin^2 c},$$

$$\frac{\sin^2 C}{\sin^2 c} = \frac{1 - \cos^2 a - \cos^2 b - \cos^2 c + 2 \cos a \cos b \cos c}{\sin^2 a \sin^2 b \sin^2 c},$$

откуда

$$\frac{\sin a}{\sin A} = \frac{\sin b}{\sin B} = \frac{\sin c}{\sin C} = \text{const}$$

или

$$\frac{\sin a}{\sin b} = \frac{\sin A}{\sin B},$$

(1.34)

т. е. синусы сторон сферического треугольника пропорциональны синусам противолежащих им углов; или отношение синуса стороны сферического треугольника к синусу противолежащего угла есть величина постоянная.

Три введенных соотношения (1.32), (1.33), (1.34) между сторонами и углами сферического треугольника являются основными; из них можно получить много других формул сферической тригонометрии. Мы ограничимся выводом одной только

формулы для прямоугольного сферического треугольника. Положим $A = 90^\circ$; тогда $\sin A = 1$, $\cos A = 0$, и из формулы (1.33) получим

$$\sin a \cos B = \sin c \cos b.$$

Разделив обе части этого равенства на $\sin b$ и заменив $\frac{\sin a}{\sin b}$ на $\frac{\sin A}{\sin B} = \frac{1}{\sin B}$, согласно (1.34), будем иметь:

$$\operatorname{ctg} B = \sin c \operatorname{ctg} b$$

или

$$\frac{\operatorname{tg} b}{\operatorname{tg} B} = \sin c, \quad (1.35)$$

т. е. отношение тангенса одного катета прямоугольного сферического треугольника к тангенсу противолежащего угла равно синусу другого катета.

§ 29. Параллактический треугольник и преобразование координат

Параллактическим треугольником называется треугольник на небесной сфере, образованный пересечением небесного меридиана, вертикального круга и часового круга светила. Его вершинами являются полюс мира P , зенит Z и светило M .

Если светило M находится в западной половине небесной сферы (рис. 16), то сторона ZP (дуга небесного меридиана)

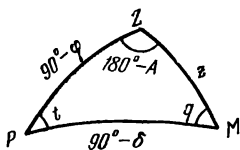


Рис. 16. Параллактический треугольник.

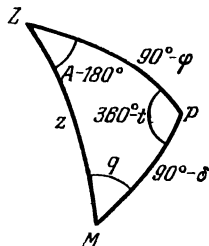


Рис. 17. Параллактический треугольник.

равна $90^\circ - \varphi$, где φ — широта места наблюдения; сторона ZM (дуга вертикального круга) равна зенитному расстоянию светила $z = 90^\circ - h$, где h — высота светила; сторона PM (дуга часового круга) равна полярному расстоянию светила $p = 90^\circ - \delta$, где δ — склонение светила; угол $PZM = 180^\circ - A$, где A — азимут светила; угол $ZPM = t$, т. е. часовому углу светила; угол $PMZ = q$ называется *параллактическим углом*.

Если светило находится в восточной половине небесной сферы (рис. 17), то значения сторон параллактического треуголь-

ника те же, что и в случае пребывания светила в западной половине, но значения углов при вершинах Z и P иные, а именно: угол $PZM = A - 180^\circ$, а угол $ZPM = 360^\circ - t$

Вид параллактического треугольника для одного и того же светила зависит от широты места наблюдения φ (от взаимного расположения P и Z) и от момента наблюдения, т. е. от часового угла t .

Применяя основные формулы сферической тригонометрии к параллактическому треугольнику (рис. 16) и считая исходными сторону PM и угол t , получим

$$\begin{aligned}\cos(90^\circ - \delta) &= \cos(90^\circ - \varphi) \cos z + \sin(90^\circ - \varphi) \sin z \cos(180^\circ - A), \\ \sin(90^\circ - \delta) \sin t &= \sin z \sin(180^\circ - A), \\ \sin(90^\circ - \delta) \cos t &= \sin(90^\circ - \varphi) \cos z - \cos(90^\circ - \varphi) \sin z \cos(180^\circ - A)\end{aligned}$$

или

$$\left. \begin{aligned}\sin \delta &= \sin \varphi \cos z - \cos \varphi \sin z \cos A, \\ \cos \delta \sin t &= \sin z \sin A, \\ \cos \delta \cos t &= \cos \varphi \cos z + \sin \varphi \sin z \cos A.\end{aligned}\right\} \quad (1.36)$$

Формулы (1.36) служат для вычисления склонения светила δ и его часового угла t (а затем и прямого восхождения $\alpha = s - t$) по измеренным (или известным) его зенитному расстоянию z и азимуту A в момент звездного времени s). Иными словами, они служат для перехода от горизонтальных координат светила к его экваториальным координатам.

Если исходными считать сторону $ZM = z$ и угол $180^\circ - A$, то основные формулы в применении к параллактическому треугольнику напишутся в следующем виде:

$$\begin{aligned}\cos z &= \cos(90^\circ - \varphi) \cos(90^\circ - \delta) + \sin(90^\circ - \varphi) \sin(90^\circ - \delta) \cos t, \\ \sin z \sin(180^\circ - A) &= \sin(90^\circ - \delta) \sin t, \\ \sin z \cos(180^\circ - A) &= \\ &= \sin(90^\circ - \varphi) \cos(90^\circ - \delta) - \cos(90^\circ - \varphi) \sin(90^\circ - \delta) \cos t\end{aligned}$$

или

$$\left. \begin{aligned}\cos z &= \sin \varphi \sin \delta + \cos \varphi \cos \delta \cos t, \\ \sin z \sin A &= \cos \delta \sin t, \\ \sin z \cos A &= -\cos \varphi \sin \delta + \sin \varphi \cos \delta \cos t.\end{aligned}\right\} \quad (1.37)$$

Формулы (1.37) служат для вычисления зенитного расстояния z и азимута светила A (для любого момента звездного времени s и для любой широты φ) по известному склонению светила δ и его часовому углу $t = s - \alpha$. Иными словами, они служат для перехода от экваториальных координат светила к его горизонтальным координатам.

Кроме того, формулы (1.36) и (1.37) используются при вычислении моментов времени восхода и захода светил и их азимутов в эти моменты, а также при решении двух очень важных задач практической астрономии — определения географической широты места наблюдения φ и определения местного звездного времени s .

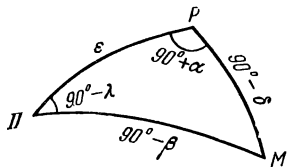


Рис. 18. Сферический треугольник, связывающий полюс мира и полюс эклиптики.

Для перехода от экваториальных координат светила (α и δ) к его эклиптическим координатам (λ и β) и наоборот можно вывести формулы, аналогичные формулам (1.36) и (1.37). Только в этом случае надо основные формулы § 28 применить к сферическому треугольнику небесной сферы, вершинами которого являются полюс мира P , полюс эклиптики Π и светило M , а стороны и углы имеют значения, указанные на рис. 18.

§ 30. Рефракция

Видимое положение светила над горизонтом, строго говоря, отличается от вычисленного по формуле (1.37). Дело в том, что

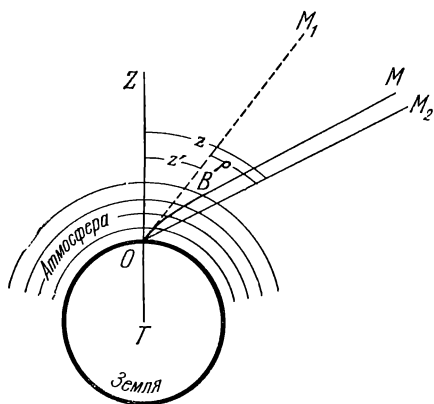


Рис. 19. Астрономическая рефракция.

лучи света от небесного тела, прежде чем попасть в глаз наблюдателя, проходят сквозь атмосферу Земли и преломляются в ней, а так как плотность атмосферы увеличивается к поверхности Земли, то луч света (рис. 19) все более и более отклоняется в одну и ту же сторону по кривой линии, так что направление OM_1 , по которому наблюдатель O видит светило, оказывается отклоненным в сторону зенита и не совпадающим с направлением OM_2 (параллельным BM), по которому он видел бы светило при отсутствии атмосферы.

Явление преломления световых лучей при прохождении ими земной атмосферы называется *астрономической рефракцией*.

Угол M_1OM_2 называется *углом рефракции* или *рефракцией* ρ . Угол ZOM_1 называется *видимым зенитным расстоянием* светила z' , а угол ZOM_2 — *истинным зенитным расстоянием* z .

Непосредственно из рис. 19 следует

$$z - z' = \rho \quad \text{или} \quad z = z' + \rho,$$

т. е. истинное зенитное расстояние светила больше видимого на величину рефракции ρ . Рефракция как бы приподнимает светило над горизонтом.

По законам преломления света луч падающий и луч преломленный лежат в одной плоскости. Следовательно, траектория луча MBO и направления OM_2 и OM_1 лежат в одной вертикальной плоскости. Поэтому рефракция не изменяет азимута светила, и, кроме того, равна нулю, если светило находится в зените.

Если светило находится в кульминации, то рефракция изменяет только его склонение и на ту же величину, что и зенитное расстояние, так как в этом случае плоскости его часового и вертикального кругов совпадают. В остальных случаях, когда эти плоскости пересекаются под некоторым углом, рефракция изменяет и склонение, и прямое восхождение светила.

Точная теория рефракции очень сложна и рассматривается в специальных курсах. Рефракция зависит не только от высоты светила над горизонтом, но и от состояния атмосферы, главным образом от ее плотности, которая сама является функцией, в основном температуры и давления. При давлении B мм. рт. ст. и температуре $t^\circ\text{C}$ приближенное значение рефракции

$$\rho = 60'',25 \frac{B}{760} \cdot \frac{273^\circ}{273^\circ + t^\circ} \operatorname{tg} z'. \quad (1.38)$$

Следовательно, при температуре 0°C и при давлении 760 мм рефракция

$$\rho = 60'',25 \operatorname{tg} z'. \quad (1.39)$$

По формулам (1.38) и (1.39) рефракция вычисляется в тех случаях, когда видимое зенитное расстояние $z' < 70^\circ$. При $z' > 70^\circ$ формулы (1.38) и (1.39) дают ошибку больше $1''$, увеличивающуюся при дальнейшем приближении к горизонту до бесконечности, тогда как действительная величина рефракции в горизонте составляет около $35'$. Поэтому для зенитных расстояний $z' > 70^\circ$ рефракция определяется путем сочетания теории со специальными наблюдениями.

Вследствие рефракции наблюдается изменение формы дисков Солнца и Луны при их восходе или заходе. Рефракция нижних краев дисков этих светил у горизонта почти на $6'$ больше рефракции верхних краев, а так как горизонтальные диаметры рефракцией не изменяются, то видимые диски Солнца и Луны принимают овальную форму.

§ 31. Суточный параллакс

Координаты небесных тел, определенные из наблюдений на поверхности Земли, называются *топоцентрическими*. Топоцентрические координаты одного и того же светила в один и тот же момент, вообще говоря, различны для различных точек на поверхности Земли. Различие это заметно лишь для тел Солнечной системы и практически не ощутимо для звезд (меньше $0'',00004$). Из множества направлений, по которым светило видно из разных точек Земли, основным считается направление из центра Земли. Оно дает *геоцентрическое* положение светила и

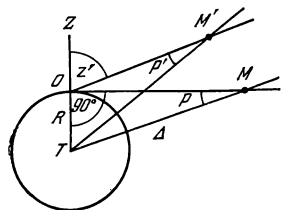


Рис. 20. Суточный параллакс.

определяет его *геоцентрические* координаты. Угол между направлениями, по которым светило M' было бы видно из центра Земли и из какой-нибудь точки на ее поверхности, называется *суточным параллаксом* светила (рис. 20). Иными словами, суточный параллакс есть угол p' , под которым со светила был бы виден радиус Земли в месте наблюдения.

Для светила, находящегося в момент наблюдения в зените, суточный параллакс равен нулю. Если светило M наблюдается на горизонте, то суточный параллакс его принимает максимальное значение и называется *горизонтальным параллаксом* p .

Из соотношения между сторонами и углами треугольников $ТОМ'$ и $ТОМ$ (рис. 20) имеем

$$\frac{R}{\Delta} = \frac{\sin p'}{\sin z'} \quad \text{и} \quad \frac{R}{\Delta} = \sin p.$$

Отсюда получаем

$$\sin p' = \sin p \sin z'.$$

Горизонтальный параллакс у всех тел Солнечной системы — величина небольшая (у Луны в среднем $p = 57'$, у Солнца $p = 8'',79$, у планет меньше $1'$).

Поэтому синусы углов p и p' в последней формуле можно заменить самими углами и написать

$$p' = p \sin z'. \quad (1.40)$$

Вследствие суточного параллакса светило кажется нам ниже над горизонтом, чем это было бы, если бы наблюдение проводилось из центра Земли; при этом влияние параллакса на высоту светила пропорционально синусу зенитного расстояния, а максимальное его значение равно горизонтальному параллаксу p .

Так как Земля имеет форму сфероида, то во избежание разногласий в определении горизонтальных параллаксов необходимо вычислять их значения для определенного радиуса Земли. За такой радиус принят экваториальный радиус Земли $R_0 = 6378$ км, а горизонтальные параллаксы, вычисленные для него, называются *горизонтальными экваториальными параллаксами* p_0 . Именно эти параллаксы тел Солнечной системы приводятся во всех справочных пособиях.

§ 32. Вычисление моментов времени и азимутов восхода и захода светил

Часовой угол светила определяется из первой формулы (1.37), а именно:

$$\cos t = \frac{\cos z - \sin \varphi \sin \delta}{\cos \varphi \cos \delta}. \quad (1.41)$$

Если какая-нибудь точка небесного свода восходит или заходит, то она находится на горизонте и, следовательно, ее видимое зенитное расстояние $z'_{90} = 90^\circ$. Ее истинное зенитное расстояние z в этот момент вследствие рефракции (см. § 30) будет больше видимого на величину $\rho = 35'$. Суточный параллакс понижает светило над горизонтом (см. § 31), т. е. увеличивает видимое зенитное расстояние z' на величину горизонтального параллакса p . Следовательно, истинное зенитное расстояние точки в момент ее восхода или захода $z = z' + \rho_{90} - p = 90^\circ + \rho_{90} - p$.

Кроме того, для Солнца и Луны, имеющих заметные размеры, координаты относятся к центру их видимого диска, а восходом (или заходом) этих светил считается момент появления (или исчезновения) на горизонте верхней точки края диска. Следовательно, истинное зенитное расстояние центра диска этих светил в момент восхода или захода будет больше зенитного расстояния верхней точки края диска на величину видимого углового радиуса R диска. (У Солнца и Луны их видимые угловые радиусы приблизительно одинаковы и в среднем равны $16'$.)

Таким образом, при вычислении часового угла светила в момент его восхода и захода в формуле (1.41), в самом общем случае, $z = 90^\circ + \rho_{90} - p + R$, и она напишется тогда в следующем виде:

$$\cos t = \frac{\cos (90^\circ + \rho_{90} - p + R) - \sin \varphi \sin \delta}{\cos \varphi \cos \delta}. \quad (1.42)$$

По формуле (1.42) часовые углы восхода и захода вычисляются только для Луны. В этом случае $R_\zeta = 16'$, $p_\zeta = 57'$ и $\rho_{90} = 35'$, и формула (1.42) принимает вид

$$\cos t_\zeta = \frac{\cos 89^\circ 54' - \sin \varphi \sin \delta_\zeta}{\cos \varphi \cos \delta_\zeta}.$$

При вычислении часовых углов восхода и захода Солнца его горизонтальным параллаксом можно пренебречь, и при $R_{\odot} = 16'$ и $\rho_{90} = 35'$ формула (1.42) принимает вид

$$\cos t_{\odot} = \frac{\cos 90^{\circ} 51' - \sin \varphi \sin \delta_{\odot}}{\cos \varphi \cos \delta_{\odot}}. \quad (1.43)$$

Для звезд и планет можно пренебречь также и их видимыми радиусами¹⁾ и вычислять часовые углы восхода и захода по формуле

$$\cos t = \frac{\cos 90^{\circ} 35' - \sin \varphi \sin \delta}{\cos \varphi \cos \delta}.$$

Наконец, если пренебречь и рефракцией, то часовой угол восхода и захода вычисляется по формуле

$$\cos t = -\operatorname{tg} \varphi \operatorname{tg} \delta. \quad (1.44)$$

Каждое из приведенных уравнений дает два значения часового угла: $t_1 = t$ и $t_2 = -t$. Положительное значение соответствует заходу, отрицательное — восходу светила. Местное звездное время восхода и захода, согласно формуле (1.15), получается таким:

$$s_{\text{восх}} = \alpha - t.$$

$$s_{\text{зах}} = \alpha + t.$$

Затем можно вычислить моменты восхода и захода светила по местному среднему солнечному времени (см. § 23) и по декретному времени (см. § 24).

Если вычисляется восход и заход Солнца, то нет необходимости вычислять звездное время явлений, так как, увеличив часовые углы t_1 и t_2 на 12^{h} , мы сразу получаем моменты по местному истинному солнечному времени $T_{\odot} = t_{\odot} + 12^{\text{h}}$. Тогда местное среднее время

$$T_{\text{восх}} = 12^{\text{h}} - t_{\odot} + \eta,$$

$$T_{\text{зах}} = 12^{\text{h}} + t_{\odot} + \eta,$$

где η — уравнение времени (см. § 22), которое берется, так же как α и δ Солнца, из Астрономического Ежегодника.

Азимуты точек восхода и захода светил (без учета рефракции, параллакса и углового радиуса) получим, если в первой формуле (1.36) положим $z = 90^{\circ}$; тогда $\cos z = 0$, $\sin z = 1$ и

$$\cos A = -\frac{\sin \delta}{\cos \varphi}. \quad (1.45)$$

¹⁾ У звезд видимый радиус равен нулю; наибольший видимый радиус — у Венеры, $29''$.

По формуле (1.45) получаем два значения азимута: $A_1 = A$ и $A_2 = 360^\circ - A$. Первое значение является азимутом точки захода, второе — азимутом точки восхода светила.

Представим теперь формулы (1.45) и (1.44) в виде

$$\cos A = -\frac{\sin \delta}{\sin (90^\circ - \varphi)} \quad \text{и} \quad \cos t = -\frac{\operatorname{tg} \delta}{\operatorname{tg} (90^\circ - \varphi)}. \quad (1.46)$$

Так как косинус не может быть больше 1, то из этих формул следует, что восход и заход светила возможны только при условии

$$|\delta| < (90^\circ - |\varphi|)$$

[см. формулу (1.4) § 13].

§ 33. Сумерки. Белые ночи

Часть суток после захода Солнца называется *вечерними сумерками*, а перед его восходом — *утренними сумерками*. Сумерки — постепенное ослабление дневного света после захода Солнца или уменьшение ночной темноты перед восходом Солнца — происходят от рассеяния света слоями воздуха, находящимися выше горизонта наблюдателя (рис. 21). Различают сумерки *гражданские* и *астрономические*.

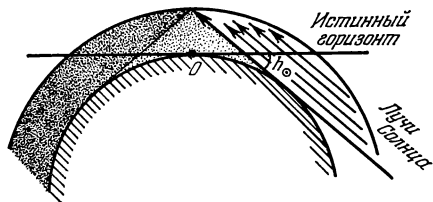


Рис. 21. Сумерки.

Вечерние гражданские сумерки начинаются в момент захода Солнца и продолжаются до тех пор, пока высота центра диска Солнца не станет равной $h_\odot = -6^\circ$. Утренние гражданские сумерки начинаются перед восходом Солнца, когда высота его центра $h_\odot = -6^\circ$, и кончаются в момент восхода Солнца.

Астрономические сумерки (утренние и вечерние) длятся дольше, так как за их начало или конец принимается тот момент, когда высота центра Солнца $h_\odot = -18^\circ$.

Когда кончаются вечерние гражданские сумерки, то приходится прибегать к искусственному освещению; на небе видны лишь наиболее яркие звезды. В конце вечерних астрономических сумерек исчезают последние следы вечерней зари, наступает ночь, а на небе видны уже слабые звезды.

Продолжительность сумерек Δt зависит от географической широты места и от склонения Солнца δ_\odot , т. е. от времени года, и вычисляется по формуле

$$\cos(t + \Delta t) = \frac{\sin h_\odot - \sin \varphi \sin \delta_\odot}{\cos \varphi \cos \delta_\odot}, \quad (1.47)$$

где высота центра Солнца $h_{\odot} = -6^{\circ}$ для гражданских и $h_{\odot} = -18^{\circ}$ для астрономических сумерек, а часовой угол t восхода или захода Солнца находится по формуле (1.43).

Если считать за восход и заход Солнца появление из-под горизонта и исчезновение под горизонт его верхнего края и учитывать влияние рефракции, то момент времени, вычисленный по формуле (1.43) для восхода, получается более ранним, а для захода — более поздним, чем моменты, вычисленные по формуле (1.44), т. е. без учета видимого радиуса Солнца и рефракции. Поэтому на всех географических широтах во все дни года продолжительность дня больше, чем она была бы без влияния этих причин. И то, что было сказано в §§ 16 и 17 о продолжительности дня и ночи в разных местах Земли в разные времена года, следует уточнить. Именно, на экваторе Земли день всегда продолжительнее ночи, на полюсах Земли полярный день длится больше полугода, а на остальных географических широтах равенство продолжительности дня и ночи наступает раньше, нежели Солнце придет в точку весеннего равноденствия, и позже теоретического дня осеннего равноденствия.

На географической широте $\varphi = 60^{\circ} 33'$ в день летнего солнцестояния ($\delta_{\odot} = +23^{\circ} 27'$) высота Солнца h_{\odot} в нижней кульминации (в полночь) согласно формуле (1.13) равна -6° . Следовательно, на широте $\varphi = 60^{\circ} 33'$ в день летнего солнцестояния конец вечерних гражданских сумерек совпадает с началом утренних гражданских сумерек, т. е. гражданские сумерки длятся всю ночь, что дало повод назвать такую ночь белой. Число белых ночей в году и возможность их наступления зависят от географической широты места и от склонения Солнца. Для того чтобы гражданские сумерки не прекращались всю ночь, нужно, чтобы склонение Солнца

$$\delta_{\odot} \geq 90^{\circ} - \varphi - 6^{\circ}, \quad \text{т. е.} \quad \delta_{\odot} \geq 84^{\circ} - \varphi.$$

Астрономические сумерки тем более могут длиться всю ночь. Для этого необходимо, чтобы склонение Солнца

$$\delta_{\odot} \geq 90^{\circ} - \varphi - 18^{\circ} \quad \text{или} \quad \delta_{\odot} \geq 72^{\circ} - \varphi.$$

Отсюда следует, что сплошные астрономические сумерки могут быть на географических широтах $\varphi \geq 48^{\circ} 33'$.

ВИДИМЫЕ И ДЕЙСТВИТЕЛЬНЫЕ ДВИЖЕНИЯ ПЛАНЕТ

§ 34. Видимые движения планет на фоне звезд

Планеты (см. § 8) по своим видимым движениям делятся на две группы: *нижние* (Меркурий, Венера) и *верхние* (все остальные, кроме Земли).

Движения по созвездиям нижних и верхних планет различны. Меркурий и Венера всегда находятся на небе либо в том же созвездии, где и Солнце, либо в соседнем. При этом они могут находиться и к востоку и к западу от Солнца, но не дальше 18° — 28° (Меркурий) и 45° — 48° (Венера). Наибольшее угловое удаление планеты от Солнца к востоку называется ее *наибольшей восточной элонгацией*, к западу — *наибольшей западной элонгацией*. При восточной элонгации планета видна на западе, в лучах вечерней зари, вскоре после захода Солнца, и заходит через некоторое время после него.

Затем, двигаясь попятным движением (т. е. с востока к западу), сначала медленно, а потом быстрее, планета начинает приближаться к Солнцу, скрывается в его лучах и перестает быть видимой. В это время наступает *нижнее соединение* планеты с Солнцем; планета проходит между Землей и Солнцем. Эклиптические долготы (см. § 15) Солнца и планеты равны. Спустя некоторое время после нижнего соединения планета становится снова видимой, но теперь уже на востоке, в лучах утренней зари, незадолго перед восходом Солнца. В это время она продолжает двигаться попятным движением, постепенно удаляясь от Солнца. Замедлив скорость попятного движения и достигнув наибольшей западной элонгации, планета останавливается и меняет направление своего движения на прямое. Теперь она движется с запада на восток, сначала медленно, затем быстрее. Удаление ее от Солнца уменьшается, и, наконец, она скрывается в утренних лучах Солнца. В это время планета проходит за Солнцем, эклиптические долготы обоих светил снова равны — наступает *верхнее соединение* планеты с Солнцем, после которого спустя некоторое время она снова видна на западе в лучах вечерней зари. Продолжая двигаться прямым движением, она постепенно замедляет свою скорость.

Достигнув предельного восточного удаления, планета останавливается, меняет направление своего движения на попятное,

и все повторяется сначала. Таким образом, нижние планеты совершают как бы «колебания» около Солнца, как маятник около своего среднего положения.

Видимые движения верхних планет происходят иначе. Когда верхняя планета видна после захода Солнца на западном небосклоне, она перемещается среди звезд прямым движением, т. е. с запада на восток, как и Солнце. Но скорость ее движения меньше, чем у Солнца, которое постепенно нагоняет планету, и она на некоторое время перестает быть видимой, так как восходит и заходит почти одновременно с Солнцем. Затем, когда Солнце обгонит планету, она становится видимой на востоке, перед восходом Солнца. Скорость ее прямого движения постепенно уменьшается, планета останавливается и затем начинает перемещаться среди звезд попятным движением, с востока на запад (рис. 22). Через некоторое время планета снова останавливается,

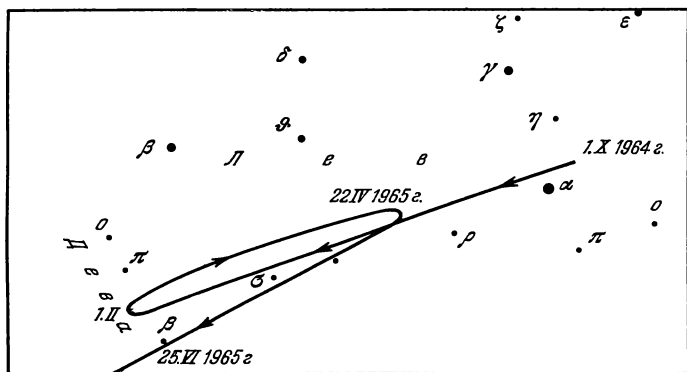


Рис. 22. Видимое движение Марса в 1964—1965 гг.

меняет направление своего движения на прямое, снова ее с запада нагоняет Солнце и она опять перестает быть видимой — и все явления повторяются в том же порядке.

В середине дуги своего попятного движения планета находится в созвездии, противоположном тому, в котором в это время находится Солнце. Разность эклиптических долгот планеты и Солнца равна 180° . Такое положение планеты называется *противостоянием* с Солнцем. В середине дуги прямого движения планеты, когда Солнце и планета находятся в одном и том же созвездии, их эклиптические долготы равны. Это положение называется *соединением* планеты с Солнцем.

Расположение планеты от Солнца на 90° к востоку называется *восточной квадратурой*, а на 90° к западу — *западной квадратурой*. Средние значения дуг попятных движений у планет та-

ковы: Меркурий — около 12° , Венера — около 16° , Марс — 15° , Юпитер — 10° , Сатурн — 7° , Уран — 4° , Нептун — 3° , Плутон — 2° .

Положения планет относительно Солнца, описанные выше, называются *конфигурациями* планет.

§ 35. Система мира Птолемея

Объяснение видимых движений планет и других небесных тел осложняется тем, что все эти движения наблюдаются нами с Земли, а ничто в наблюдениях небесных или земных явлений не указывает прямо и определенно на то, движется ли сама Земля или она неподвижна. Поэтому у древних астрономов были две точки зрения на этот вопрос. Согласно одной из них, основанной на непосредственных впечатлениях, Земля неподвижна и находится в центре мира (Вселенной). Согласно второй, основанной тогда лишь на чисто умозрительных заключениях, Земля вращается вокруг своей оси и движется вокруг Солнца как центра мира. Но допущение движения Земли слишком противоречило обычным впечатлениям и религиозным взглядам. Поэтому вторая точка зрения не могла получить подробного математического развития, и на долгое время в астрономии утвердилось мнение о неподвижности Земли.

Представления древних астрономов о строении Вселенной изложены в сочинении Птолемея «Мегале синтаксис» («Великое построение»). Арабский перевод сочинения Птолемея известен под искаженным арабскими учеными названием «Альмагест».

В основе системы мира Птолемея лежат четыре главных допущения: 1) Земля находится в центре Вселенной; 2) Земля неподвижна; 3) все небесные тела движутся вокруг Земли; 4) движения небесных тел происходят по окружностям с постоянной скоростью, т. е. равномерно.

Система мира Птолемея называется *геоцентрической* и может быть представлена в следующем упрощенном виде: планеты движутся равномерно по кругам — *эпициклам*, центры которых в свою очередь движутся по другим кругам — *деферентам*, в общем центре которых находится неподвижная Земля. Солнце и Луна движутся вокруг Земли по деферентам (без эпициклов). Деференты Солнца и Луны, деференты и эпициклы планет лежат внутри сферы, на поверхности которой расположены «неподвижные» звезды.

Суточное движение всех светил объяснялось вращением всей Вселенной как одного целого вокруг неподвижной Земли. Прямые и попятные движения планет объяснялись следующим образом. Когда планета находится в точке *A* своего эпицикла (рис. 23), то угловая скорость ее движения, наблюдаемая с неподвижной Земли *T*, складывается из движения центра эпицикла

Э по деференту и движения планеты по эпициклу. В этом положении планета будет казаться движущейся прямым движением и с наибольшей скоростью. Когда планета находится в точке *В*, то ее движение по эпициклу происходит в сторону, противоположную движению центра эпицикла, и ее угловая скорость, наблюдаемая с Земли, будет наименьшей. Если при этом скорость планеты по эпициклу будет меньше скорости центра эпицикла, то планета в этом положении будет казаться движущейся также

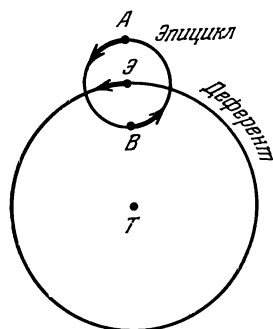


Рис. 23. Деферент и эпицикл.

прямым движением, но замедленно. Если же ее скорость по эпициклу будет больше скорости центра эпицикла, то она будет казаться движущейся попятным движением.

Для каждой планеты Птолемей подобрал относительные размеры радиусов эпицикла и деферента и скорости движения планеты по эпициклу и центра эпицикла по деференту так, что при наблюдении из точки *Т* получалось движение, совпадающее или близкое к наблюдаемому. Это оказалось возможным при выполнении некоторых условий, которые Птолемей принял в качестве постулатов. Эти постулаты сводились к следующему:

1) центры эпициклов нижних планет лежат на направлении из *Т* к Солнцу; 2) у всех верхних планет этому направлению параллельны радиусы эпициклов, проведенные в точку положения планеты. Таким образом, направление на Солнце в геоцентрической системе мира фактически оказывалось преимущественным. Кроме того, из системы Птолемея следовало, что периоды обращения центров эпициклов по деферентам равны звездным периодам обращения соответствующих планет, а периоды обращения планет по эпициклам равны их синодическим периодам (см. § 38). Однако фактически вместо этих положений Птолемей постулировал соотношение (2.1), которое будет выведено в § 38. Сказанное означает, что система мира Птолемея заключала в себе важнейшие особенности действительных движений планет, которые смогли быть полностью раскрыты только благодаря гению Коперника.

Система Птолемея не только объясняла видимые движения планет, но и позволяла вычислять их положения на будущее время с точностью, удовлетворявшей несовершенным наблюдениям невооруженным глазом. Поэтому, хотя и неверная в своей основе, она сначала не вызывала серьезных возражений, а впоследствии открытые возражения против нее жестоко подавлялись христианской церковью.

Разногласия же теории с наблюдениями, которые обнаруживались по мере повышения точности наблюдений, устранялись путем усложнения системы. Так, например, некоторые неправильности в видимых движениях планет, открытые позднейшими наблюдениями, объяснялись тем, что вокруг центра первого эпицикла обращается не планета, а центр второго эпицикла, по окружности которого движется уже планета. Когда и такое построение для какой-либо планеты оказывалось недостаточным, то вводили третий, четвертый и т. д. эпициклы, пока положение планеты на окружности последнего из них не давало более или менее сносного согласия с наблюдениями.

К началу XVI в. система Птолемея была настолько сложна, что не могла уже удовлетворить тем требованиям, которые предъявлялись к астрономии практической жизнью, в первую очередь мореплаванием. Нужны были более простые методы вычисления положений планет, и такие методы были созданы благодаря великому творению гениального польского ученого Николая Коперника, заложившему основы новой астрономии, без которых не могла бы возникнуть и развиваться современная астрономия.

§ 36. Система мира Коперника

Книга Коперника «Об обращениях небесных сфер», труд всей его жизни, была опубликована в 1543 г., незадолго до смерти ученого. В этом сочинении Коперник математически разработал идею о движениях Земли и положил начало новой астрономии. Созданная им система мира называется *гелиоцентрической*. В ее основе лежали следующие утверждения: 1) в центре мира находится Солнце (по-гречески — *гелиос*), а не Земля; 2) шарообразная Земля вращается вокруг своей оси и это вращение объясняет кажущееся суточное движение всех светил; 3) Земля, как и все другие планеты, обращается вокруг Солнца и это обращение объясняет видимое движение Солнца среди звезд; 4) все движения представляются в виде комбинации равномерных круговых движений; 5) кажущиеся прямые и попятные движения планет принадлежат не им, но Земле¹⁾.

Кроме того, Коперник считал, что Луна движется вокруг Земли, и как спутник, вместе с Землей, — вокруг Солнца.

Исходя из наблюдательных данных, Коперник прежде всего пришел к заключению, что все планеты, в том числе и Земля, движутся вокруг Солнца примерно в одной и той же плоскости. Только при этом условии видимые с Земли пути планет на небе могут располагаться вблизи эклиптики.

¹⁾ Это положение приведено в формулировке самого Н. Коперника (Малый Комментарий, аксиома 7).

Так как Меркурий и Венера в своих видимых движениях не отходят далеко от Солнца (см. § 34), то их пути в пространстве, или орбиты, расположены к Солнцу ближе, чем орбита Земли. При этом Венера находится дальше от Солнца, чем Меркурий, так как ее видимые отклонения от Солнца больше. Остальные планеты обращаются вокруг Солнца на более далеком расстоянии, чем Земля. Ближе всех к Земле расположен Марс, так как его видимое движение среди звезд самое быстрое. Затем следует более «медленный» Юпитер и совсем «медленный» Сатурн.

Коперник впервые в астрономии дал правильный план строения Солнечной системы, определив относительные расстояния планет от Солнца (в единицах расстояния Земли от Солнца) и вычислив периоды их обращений вокруг него. Объяснения видимых движений планет Коперником, хотя его третье и четвертое утверждения и неверны, просты и естественны, и в своей основе не противоречат научному объяснению этих явлений современной астрономией.

Суточное вращение всех небесных светил Коперник правильно считал явлением кажущимся и объяснял его вращением Земли вокруг своей оси. Годичное движение Солнца по эклиптике Коперник также считал лишь видимым движением, вызванным действительным движением Земли в пространстве вокруг Солнца. Так как звезды находятся от Земли гораздо дальше, чем Солнце, то при движении Земли вокруг него оно кажется нам перемещающимся среди неподвижных звезд всегда в одном и том же направлении. Наконец, сложные видимые прямые и попятные движения планет объяснялись Коперником как результат сочетания двух действительных движений — движения планеты и движения Земли по их орбитам вокруг Солнца.

§ 37. Объяснение конфигураций и видимых движений планет

При своем движении по орбитам планеты могут занимать различные положения относительно Солнца и Земли. Пусть в некоторый момент (рис. 24) Земля T занимает на своей орбите некоторое положение относительно Солнца S . Нижняя или верхняя планета может находиться в этот момент в любой точке своей орбиты.

Если нижняя планета V находится в одной из четырех указанных на чертеже точек V_1 , V_2 , V_3 или V_4 , то она видна с Земли в нижнем (V_1) или в верхнем (V_3) соединении с Солнцем, в наибольшей западной (V_2) или в наибольшей восточной (V_4) элонгации. Если верхняя планета M находится в точках M_1 , M_2 , M_3 или M_4 своей орбиты, то она видна с Земли в противостоянии (M_1), в соединении (M_3), в западной (M_2) или в восточной (M_4) квадратуре.

Нижняя планета находится ближе всего к Земле в момент нижнего соединения и дальше всего — в момент верхнего соединения. Верхняя планета приближается к Земле на наименьшее расстояние в момент противостояния и удаляется от нее на максимальное расстояние в момент соединения. Так объясняются конфигурации планет.

Суть объяснения прямых и попятных движений планет заключается в сопоставлении орбитальных линейных скоростей планеты и Земли.

Когда верхняя планета (рис. 25) находится около соединения (M_3), то ее скорость направлена в сторону, противоположную скорости Земли (T_3). С Земли планета будет казаться движущейся прямым движением, т. е. в сторону ее действительного движения, справа налево. При этом скорость ее будет казаться увеличенной. Когда верхняя планета находится около противостояния (M_1), то ее скорость и скорость Земли направлены в одну сторону. Но линейная скорость Земли больше линейной скорости верхней планеты, и поэтому с Земли

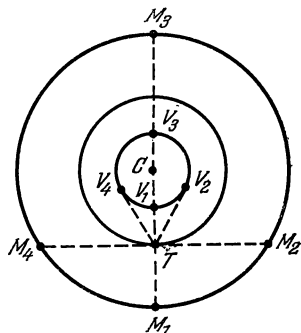


Рис. 24. Конфигурации планет.

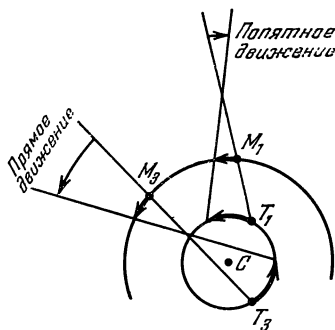


Рис. 25. Прямое и попятное движение верхней планеты

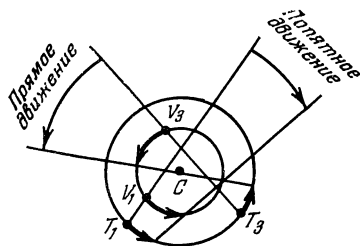


Рис. 26. Прямое и попятное движение нижней планеты.

планета будет казаться движущейся в обратную сторону, т. е. попятным движением, слева направо.

Подобные же рассуждения объясняют, почему нижние планеты (Меркурий и Венера) около нижнего соединения (V_1) движутся среди звезд попятным движением, а около верхнего соединения (V_3) — прямым движением (рис. 26).

§ 38. Синодические и сидерические периоды обращения планет

Синодическим периодом обращения (S) планеты называется промежуток времени между ее двумя последовательными одноименными конфигурациями.

Сидерическим или звездным периодом обращения (T) планеты называется промежуток времени, в течение которого планета совершает один полный оборот вокруг Солнца по своей орбите.

Сидерический период обращения Земли называется *звездным годом* (T_{\oplus}). Между этими тремя периодами можно установить простую математическую зависимость из следующих рассуждений. Угловое перемещение по орбите за сутки у планеты равно $\frac{360^\circ}{T}$, а у Земли $\frac{360^\circ}{T_{\oplus}}$. Разность суточных угловых перемещений планеты и Земли (или Земли и планеты) есть видимое смещение планеты за сутки, т. е. $\frac{360^\circ}{S}$. Отсюда

для нижних планет

$$\frac{1}{S} = \frac{1}{T} - \frac{1}{T_{\oplus}}, \quad (2.1)$$

для верхних планет

$$\frac{1}{S} = \frac{1}{T_{\oplus}} - \frac{1}{T}. \quad (2.2)$$

Эти равенства называются *уравнениями синодического движения*.

Непосредственно из наблюдений могут быть определены только синодические периоды обращений планет S и сидерический период обращения Земли, т. е. звездный год T_{\oplus} . Сидерические же периоды обращений планет T вычисляются по соответствующему уравнению синодического движения.

Продолжительность звездного года равна 365,26... средних солнечных суток.

Продолжительность синодических и сидерических периодов обращения планет см. в приложениях.

§ 39. Революционность учения Коперника

Значение учения Коперника для развития науки безмерно велико: оно произвело настоящую революцию не только в астрономии, но и во всем человеческом мировоззрении.

Действительно, со взглядом на строение Солнечной системы неразрывно связан вопрос о положении Земли, а с ней и человека во Вселенной. Следовательно, астрономия входит как су-

щественный элемент в миропонимание, обнимающее как философские, так и религиозные вопросы. До Коперника, почти в течение 15 веков, Земля считалась единственным неподвижным телом Вселенной, центральной и важнейшей частью мироздания; все религии считали, что небесные светила созданы для Земли и человечества.

Согласно же учению Коперника Земля — рядовая планета, движущаяся вокруг Солнца вместе с другими, ей подобными, телами. Господствовавшее представление о различии «земного» и «небесного» оказалось несостоятельным.

Учение Коперника заставило пересмотреть и другие отрасли естествознания, в частности, физику, и освободить науку от устаревших и схоластических традиций, тормозивших ее развитие. После Коперника исследование природы, по существу, освободилось от религии и развитие науки пошло гигантскими шагами. Но новое научное мировоззрение завоевывало свои права в ожесточенной борьбе со старым мировоззрением, яркими приверженцами которого были религиозные фанатики и реакционные ученые. Вначале все они отнеслись терпимо к учению Коперника, считая его систему мира лишь простой геометрической схемой, более удобной, чем система Птолемея, для вычисления положений светил на небе. Но уже к началу XVII в. религиозные круги хорошо поняли всю опасность для них учения Коперника и предприняли против него ожесточенное гонение. Так, в 1600 г. в Риме был всенародно сожжен Джордано Бруно, первый последователь и пламенный пропагандист нового учения, пришедший на его основе к выводу о множественности обитаемых миров. В 1633 г. Галилео Галилей был привлечен к суду инквизиции и вынужден был признать свои сочинения «ересью» и отречься от них, так как в своих книгах он отстаивал справедливость системы Коперника.

Но никакие преследования не могли остановить начавшегося бурного развития науки, и в то время, когда инквизиция преследовала коперниканцев, Иоганн Кеплер (1572—1630) развил учение Коперника, открыв законы движений планет, а спустя 44 года после процесса Галилея Ньютон (1643—1727) опубликовал открытый им закон всемирного тяготения и тем самым установил причину, по которой планеты движутся вокруг Солнца.

§ 40. Законы Кеплера

Кеплер был сторонником учения Коперника и поставил перед собой задачу усовершенствовать его систему по наблюдениям Марса, которые на протяжении двадцати лет производил датский астроном Тихо Браге (1546—1601) и в течение нескольких лет — сам Кеплер.

Вначале Кеплер разделял традиционное убеждение, что небесные тела могут двигаться только по кругам, и поэтому он потратил много времени на то, чтобы подобрать для Марса круговую орбиту.

После многолетних и очень трудоемких вычислений, отказавшись от общего заблуждения о кругообразности движений, Кеплер открыл три закона планетных движений, которые в настоящее время формулируются следующим образом:

1. Все планеты движутся по эллипсам, в одном из фокусов которых (общем для всех планет) находится Солнце.

2. Радиус-вектор планеты в равные промежутки времени описывает равновеликие площади.

3. Квадраты сидерических периодов обращений планет вокруг Солнца пропорциональны кубам больших полуосей их эллиптических орбит.

Как известно, у эллипса сумма расстояний от какой-либо его точки до двух неподвижных точек f_1 и f_2 , лежащих на его оси $АП$ и называемых *фокусами*, есть величина постоянная, равная большой оси $АП$ (рис. 27). Расстояние $ПО$ (или $ОА$), где $О$ — центр эллипса, называется *большой полуосью* a , а отношение $\frac{Of_1}{OP} = e$ — *эксцентриситетом эллипса*. Последний характеризует отклонение эллипса от окружности, у которой $e = 0$.

Орбиты планет мало отличаются от окружностей, т. е. их эксцентриситеты невелики. Наименьший эксцентриситет имеет орбита Венеры ($e = 0,007$), наибольший — орбита Плутона ($e = 0,247$). Эксцентриситет земной орбиты $e = 0,017$.

Согласно первому закону Кеплера Солнце находится в одном из фокусов эллиптической орбиты планеты. Пусть на рис. 27, а это будет фокус f_1 ($С$ — Солнце). Тогда наиболее близкая к Солнцу точка орбиты $П$ называется *перигелием*, а наиболее удаленная от Солнца точка $А$ — *афелием*. Большая ось орбиты $АП$ называется *линией апсид*, а линия f_1P , соединяющая Солнце и планету P на ее орбите, — *радиусом-вектором* планеты.

Расстояние планеты от Солнца в перигелии

$$q = a(1 - e), \quad (2.3)$$

в афелии

$$Q = a(1 + e). \quad (2.4)$$

За среднее расстояние планеты от Солнца принимается большая полуось орбиты $a = \frac{q + Q}{2}$.

Согласно второму закону Кеплера площадь CP_1P_2 , описанная радиусом-вектором планеты за время Δt вблизи перигелия, равна площади CP_3P_4 , описанной им за то же время Δt вблизи афелия (рис. 27, б). Так как дуга P_1P_2 больше дуги P_3P_4 , то,

следовательно, планета вблизи перигелия имеет скорость большую, чем вблизи афелия. Иными словами, ее движение вокруг Солнца *неравномерно*.

Скорость движения планеты в перигелии

$$v_q = v_c \sqrt{\frac{1+e}{1-e}}, \quad (2.5)$$

в афелии

$$v_Q = v_c \sqrt{\frac{1-e}{1+e}}, \quad (2.6)$$

где v_c — средняя или круговая скорость планеты при $r = a$. Круговая скорость Земли равна $29,78 \text{ км/сек} \approx 29,8 \text{ км/сек}$.

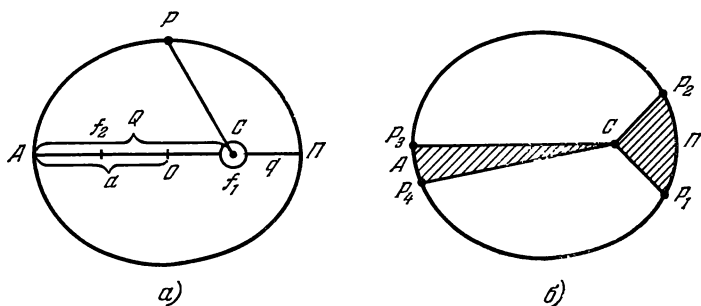


Рис. 27. а) Эллиптическая орбита; б) иллюстрация второго закона Кеплера.

Первый и второй законы Кеплера показывают, что третье и четвертое утверждения Коперника (см. § 36) неверны.

Третий закон Кеплера записывается так:

$$\frac{T_1^2}{T_2^2} = \frac{a_1^3}{a_2^3}, \quad (2.7)$$

где T_1 и T_2 — сидерические периоды обращений планет, a_1 и a_2 — большие полуоси их орбит.

Если большие полуоси орбит планет выражать в единицах среднего расстояния Земли от Солнца (в астрономических единицах), а периоды обращений планет — в годах, то для Земли $a = 1$ и $T = 1$ и период обращения вокруг Солнца любой планеты

$$T = \sqrt{a^3}. \quad (2.8)$$

Третий закон Кеплера устанавливает зависимость между расстояниями планет от Солнца и периодами их обращения.

§ 41. Элементы орбит планет. Основные задачи теоретической астрономии

Движение планеты будет вполне определено, если известны плоскость, в которой лежит ее орбита, размеры и форма этой орбиты, ее ориентировка в плоскости и, наконец, момент времени, в который планета находится в определенной точке орбиты. Величины, определяющие орбиты планеты, называются *элементами ее орбиты*.

За основную плоскость, относительно которой определяется положение орбиты, принимается плоскость эклиптики.

Две точки, в которых орбита планеты пересекается с плоскостью эклиптики, называются *узлами* — *восходящим* и *нисходящим*. Восходящий узел тот, в котором планета пересекает эклиптику, удаляясь от ее южного полюса.

Эллиптическую орбиту планеты определяют следующие 6 элементов (рис. 28):

1. *Наклонение i плоскости орбиты к плоскости эклиптики*. Наклонение может иметь любые значения между 0 и 180° . Если

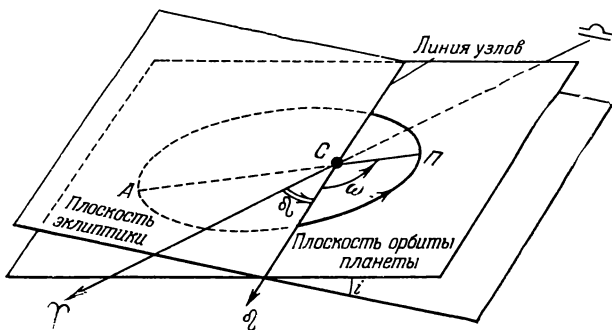


Рис 28. Элементы орбит.

$0 \leq i < 90^\circ$, то планета движется вокруг Солнца (C) в том же направлении, что и Земля (прямое движение); если $90^\circ < i < 180^\circ$, то планета движется в противоположном направлении (обратное движение).

2. *Долгота (гелиоцентрическая) восходящего узла Ω* , т. е. угол между направлениями из центра Солнца на восходящий узел Ω и на точку весеннего равноденствия. Долгота восходящего узла может иметь любые значения от 0 до 360° .

Долгота восходящего узла Ω и наклонение i определяют положение плоскости орбиты в пространстве.

3. *Угловое расстояние ω перигелия от узла*, т. е. угол между направлениями из центра Солнца на восходящий узел Ω и на перигелий П. Он отсчитывается в плоскости орбиты планеты в

направлении ее движения и может иметь любые значения от 0 до 360° .

Угловое расстояние перигелия ω определяет положение орбиты в ее плоскости. (Иногда вместо ω дается долгота перигелия $\pi = \Omega + \omega$.)

4. *Большая полуось* a эллиптической орбиты, которая однозначно определяет сидерический период обращения T планеты. Часто одновременно с ней дается в качестве элемента *среднее суточное движение* $n = \frac{360^\circ}{T} = \frac{2\pi}{T}$, т. е. средняя угловая скорость планеты за сутки.

5. *Эксцентриситет орбиты* $e = \frac{\sqrt{a^2 - b^2}}{a}$, где a и b — полуоси эллиптической орбиты.

Большая полуось a и эксцентриситет e определяют размеры и форму орбиты.

6. *Момент прохождения через перигелий* t_0 , или положение планеты на орбите в какой-нибудь определенный момент времени t (долгота в эпоху t).

Зная момент прохождения через перигелий t_0 и другие элементы орбиты, можно определить положение планеты в плоскости ее орбиты для любого момента времени t . Положение планеты на орбите определяется двумя величинами: радиусом-вектором r и *истинной аномалией* ϑ . Истинной аномалией планеты называется угол $\angle ПСР$ (рис. 29) между направлением из Солнца (C) на перигелий Π и радиусом-вектором планеты P . Радиус-вектор r и истинная аномалия ϑ вычисляются по формулам

$$r = a(1 - e \cos E), \quad (2.9)$$

$$\operatorname{tg} \frac{\vartheta}{2} = \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \operatorname{tg} \frac{E}{2}, \quad (2.10)$$

где $E = \angle ПОН$ и называется *эксцентрисической аномалией*.

Эксцентрисическая аномалия E вычисляется из уравнения Кеплера

$$M = E - e \sin E, \quad (2.11)$$

где M — угол, называемый *средней аномалией*. Средняя аномалия представляет собой дугу круга, которую описала бы планета за время $(t - t_0)$, если бы она двигалась равномерно по окружности радиуса a со средней угловой скоростью n , т. е.

$$M = n(t - t_0) = \frac{2\pi}{T}(t - t_0). \quad (2.12)$$

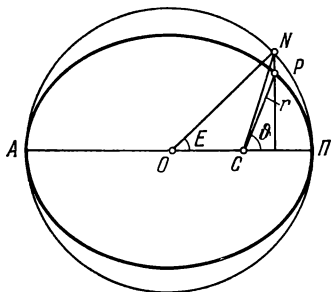


Рис. 29. Истинная, средняя и эксцентрисическая аномалии.

Вычисление положения планеты на орбите для некоторого момента времени t проводится в следующей последовательности:

1) по формуле (2.12), в которой известны T и $(t - t_0)$, определяя среднюю аномалию M ;

2) по формуле (2.11), при известных e и M , методом последовательных приближений находят эксцентрическую аномалию E ;

3) по формулам (2.9) и (2.10) вычисляют радиус-вектор r и истинную аномалию ϑ .

Определив положение планеты на орбите для заданных моментов времени, можно вычислить для этих же моментов ее пространственные гелиоцентрические координаты. Зная же элементы орбиты Земли и вычислив для тех же моментов положение Земли на ее орбите, можно определить геоцентрические координаты планеты и найти ее расстояние от центра Земли.

Определение видимых координат планеты по элементам их орбит называется *вычислением эфемерид*, т.е. таблиц, в которых положения планет даются на любые избранные моменты времени (иногда на много лет вперед).

Обратная задача, т.е. определение элементов орбит по наблюдаемым координатам, называется *определением орбит*. Эта задача гораздо труднее вычисления эфемерид. Кеплер решил ее для тех планет, которые наблюдаются уже давно. Методы же определения орбит по нескольким (не менее 3-х) наблюдениям, что особенно важно при открытии новых планет и комет, были разработаны лишь в начале XIX в.

Вычисление эфемерид и определение орбит — основные задачи теоретической астрономии.

§ 42. Основные законы механики

После установления Кеплером законов движения планет естественно встал вопрос о причине таких движений. Решение этой задачи требовало предварительного изучения законов движения любых тел, т.е. необходимо было развитие той части естествознания, которая называется механикой.

После того как трудами Галилея (1564—1642), Гюйгенса (1629—1695) и других ученых было положено начало опытному обоснованию механики, Ньютон сформулировал следующие три основных закона движения тел:

1-й закон. *Всякое тело сохраняет свое состояние покоя или равномерного и прямолинейного движения, пока и поскольку приложенные силы не заставят его изменить это состояние.* Этот закон называется *законом инерции*. Если m — масса тела, а v — его скорость, то закон инерции математически можно представить в следующем виде:

$$mv = \text{const.} \quad (2.13)$$

Если $v = 0$, то тело находится в покое; если $v = \text{const} \neq 0$, то тело движется равномерно и прямолинейно. Произведение mv называется *количеством движения* тела. Изменение количества движения тела может произойти только в результате его взаимодействия с другими телами, т. е. под действием силы.

2-й закон. *Изменение количества движения пропорционально приложенной движущей силе и происходит по направлению той прямой, по которой эта сила действует.* Второй закон математически записывается так:

$$\frac{d}{dt}(mv) = F,$$

или

$$F = m\omega, \quad (2.14)$$

т. е. произведение массы тела m на его ускорение ω равно действующей силе F .

Уравнение (2.14) называется основным законом динамики материальной точки.

3-й закон. *Действие всегда вызывает равное и противоположное противодействие.* Иными словами, *воздействия двух тел друг на друга всегда равны и направлены в противоположные стороны.*

Если какое-нибудь тело с массой m_1 взаимодействует с другим телом с массой m_2 , то первое тело изменяет количество движения второго тела m_2v_2 , но и само претерпевает от него такое же изменение своего количества движения m_1v_1 , но только обратно направленное, т. е.

$$\frac{d}{dt}(m_2v_2) = - \frac{d}{dt}(m_1v_1)$$

или

$$F_2 = - F_1. \quad (2.15)$$

§ 43. Закон всемирного тяготения Ньютона

Основные законы движения тел позволили Ньютону сформулировать и математически доказать следующую теорему: «Силы, которыми главные планеты постоянно отклоняются от прямолинейного движения и удерживаются на своих орбитах, направлены к Солнцу и обратно пропорциональны квадратам расстояния от его центра».

Доказав далее, что сила, удерживающая планеты на их орбитах, тождественна с силой тяжести, действующей на поверхности Земли, Ньютон обобщил эту теорему и выразил ее в форме закона всемирного тяготения:

«Каждые две частицы материи притягивают взаимно друг друга, или тяготеют друг к другу, с силой, прямо пропорциональной произведению их масс и обратно пропорциональной квадрату расстояния между ними».

Математически закон всемирного тяготения Ньютона записывается так:

$$F = f \frac{m_1 m_2}{r^2}, \quad (2.16)$$

где m_1 и m_2 — массы частиц, r — расстояние между ними, f — коэффициент пропорциональности, равный силе, с которой притягиваются друг к другу две частицы с единичными массами и находящиеся на единичном расстоянии друг от друга.

Коэффициент f называется *постоянной тяготения*, или *гравитационной постоянной*.

В системе CGS (сантиметр, грамм, секунда)

$$f = 6,67 \cdot 10^{-8} \text{ см}^3/\text{г} \cdot \text{сек}^2.$$

Следовательно, две материальные частицы, с массами по 1 г каждая и находящиеся на расстоянии 1 см одна от другой, притягиваются друг к другу с силой в $\frac{1}{15 \cdot 10^6}$ дина.

В астрономии расстояния между Солнцем и планетами часто выражают в астрономических единицах (а. е.), массы небесных тел в массах Солнца, а время — в средних солнечных сутках. В этой системе единиц, называемой *гауссовой*, постоянная тяготения $f = k^2 = 0,00029591$, а величина $k = 0,0172021 \cong \frac{1}{58}$ называется *гауссовой постоянной*.

§ 44. Зависимость силы тяготения от массы и от формы притягивающихся тел

Из второго основного закона механики (2.14) и закона всемирного тяготения (2.16) следует:

1. Две материальные частицы, или материальные точки (т. е. материальные тела, размеры которых исчезающе малы по сравнению с расстоянием между ними), притягивают друг друга с одинаковой силой F , но получают при этом разные ускорения, обратно пропорциональные их массам. Действительно, от силы F масса m_1 получает ускорение $\omega_1 = f \frac{m_2}{r^2}$, направленное к m_2 , а масса m_2 — ускорение $\omega_2 = f \frac{m_1}{r^2}$, направленное к m_1 . Отсюда

$$\frac{\omega_1}{\omega_2} = \frac{m_2}{m_1}.$$

Например, ускорение Земли от притяжения ее Луной меньше ускорения Луны от притяжения ее Землей во столько же раз, во сколько раз масса Луны меньше массы Земли.

2. Относительное ускорение двух материальных точек $\omega_{от}$ равно разности $\omega_1 - \omega_2$, и так как ω_1 и ω_2 направлены в противоположные стороны, то

$$\omega_{от} = f \frac{m_1 + m_2}{r^2}, \quad (2.17)$$

т. е. $\omega_{от}$ пропорционально сумме масс частиц.

Следовательно, ускорение при относительном движении имеет такую же величину, как и в случае, если бы масса обеих частиц $(m_1 + m_2)$ была сосредоточена в одной из них. Поэтому при решении задачи о движении двух притягивающихся материальных точек мы можем считать, что сила исходит из неподвижного центра, и исследовать движение только одной точки.

3. Две материальные точки с массами m_1 и m_2 , находящиеся на равных расстояниях от третьей материальной точки с массой m , притягиваются последней с разными силами

$$F_1 = f \frac{mm_1}{r^2} \quad \text{и} \quad F_2 = f \frac{mm_2}{r^2},$$

но ускорения (по величине) получают одинаковые, равные

$$\omega_1 = \omega_2 = f \frac{m}{r^2}.$$

Например, Солнце притягивает Землю с большей силой, чем Луну, но Земля и Луна, когда они находятся на одном и том же расстоянии от Солнца, получают от него одинаковые ускорения.

Закон тяготения Ньютона сформулирован для материальных частиц. Однако небесные тела — Солнце, Луна, планеты, звезды — не являются материальными частицами, они имеют значительные объемы. Но Ньютон доказал:

1) если два притягивающихся тела имеют форму шаров и равномерную плотность, то они притягиваются так, как будто их массы сосредоточены в их центрах;

2) так же притягиваются шаровые слои равномерной плотности, ограниченные двумя концентрическими шаровыми поверхностями;

3) так же притягиваются шары, плотность которых не везде одинакова, но вещество одинаковой плотности образует концентрические слои.

Для таких тел r в формуле (2.16) означает расстояние между центрами шаров; при этом радиусы шаров могут быть какого угодно размера по сравнению с расстоянием r , только их сумма должна быть меньше r . Так как подавляющее большинство небесных тел имеет почти правильную шаровую форму, с концентрическими слоями почти одинаковой плотности, а расстояние

между их центрами значительно превосходит размеры шаров, то небесные тела можно рассматривать как материальные точки и при исследовании взаимодействий между ними пренебрегать на первом этапе отклонениями их формы от шарообразной. Заметные влияния подобных отклонений удобнее вычислять отдельно в виде «возмущений» (см., например, § 72).

§ 45. Тождество силы тяготения и силы тяжести

Всем телам на поверхности Земли сила тяжести сообщает при их свободном падении ускорение g , равное приблизительно 981 см/сек^2 .

Допустим, что сила тяжести изменяется обратно пропорционально квадрату расстояния тела от центра Земли. Тогда, например, Луна, находящаяся от центра Земли на расстоянии в 60 земных радиусов (приблизительно), должна испытывать ускорение g' в 60^2 раз меньшее, чем ускорение на поверхности Земли, т. е.

$$g' = \frac{g}{60^2} = \frac{981}{3600} \text{ см/сек}^2 = 0,27 \text{ см/сек}^2.$$

Из механики известно, что для точки, равномерно движущейся по кругу, центростремительное ускорение $\omega = \omega^2 r$, где ω — угловая скорость точки, а r — радиус круга.

Принимая орбиту Луны за окружность с приближенным радиусом $r = 60 \cdot 6378 \text{ км}$, а период обращения Луны вокруг Земли равным примерно 27,3 средних суток (сидерический месяц), получим центростремительное ускорение орбитального движения Луны

$$\omega = \left(\frac{2\pi}{27,3 \cdot 86400} \right)^2 \cdot 60 \cdot 6378 \cdot 10^5 \text{ см/сек}^2 = 0,27 \text{ см/сек}^2.$$

Полученные одинаковые числа для g' и ω означают, что сила, которая удерживает Луну на ее орбите (сила притяжения), есть не что иное, как сила земной тяжести, ослабленная пропорционально отношению квадратов расстояния Луны от центра Земли и расстояния поверхности Земли от ее центра.

На основании этого результата Ньютон и сделал вывод о том, что сила тяжести тождественна с силой взаимного тяготения, действующей между всеми телами Вселенной, и сформулировал свой закон в той форме, как он дан в § 43.

§ 46. Изменение силы тяжести на поверхности Земли

Сила тяжести на поверхности Земли есть равнодействующая двух сил: силы притяжения, направленной к центру массы Земли, и центробежной силы, направленной перпендикулярно к оси вращения Земли. Так как Земля сплюснута вдоль оси

вращения, то сила притяжения у полюсов больше, чем в других местах, и уменьшается к экватору.

Кроме того, центробежная сила действует против силы притяжения. Поэтому сила тяжести на поверхности Земли уменьшается при переходе от полюсов к экватору.

Разница в ускорении силы тяжести между полюсами и экватором составляет $g_{90} - g_0 = 983,2 - 978,0 = 5,2 \text{ см/сек}^2$. Около $\frac{2}{3}$ этой разности возникает за счет центробежного ускорения на земном экваторе и около $\frac{1}{3}$ — за счет сплюснутости Земли.

Среднее значение ускорения силы земной тяжести принимается равным $g = 981 \text{ см/сек}^2$.

Результаты измерений ускорения силы тяжести в различных точках земной поверхности показали отклонения (возмущения) силы тяжести по сравнению с ее нормальным ходом, соответствующим эллипсоиду. Эти отклонения называются аномалиями силы тяжести и объясняются тем, что строение земной коры неоднородно как в отношении видимых наружных масс (горных массивов и т. п.), так и в отношении плотностей горных пород, составляющих земную кору.

Ряд мелких неоднородностей в строении верхних слоев земной коры вызывают местные аномалии силы тяжести, охватывающие небольшие районы. Местные аномалии свидетельствуют о наличии залежей ископаемых, обладающих либо очень большой плотностью (например, руды металлов) либо очень маленькой плотностью (например, залежи нефти, каменной соли).

§ 47. Природа тяготения и его роль в астрономии

До создания теории строения атома были известны два типа взаимодействий между макроскопическими телами: гравитационное, описываемое законом всемирного тяготения (2.16), и электромагнитное, выражаемое уравнениями Максвелла. В обоих случаях силы, связанные с этими взаимодействиями, убывают обратно пропорционально квадрату расстояния и прямо пропорционально определенным характеристикам тел: массе в случае тяготения и заряду в электростатике. Так как в природе имеются два типа зарядов, противоположное действие которых в обычных телах, как правило, компенсирует друг друга, то для движения компактных масс типа звезд, планет, галактик и т. д. решающими оказываются гравитационные силы. Поэтому закон всемирного тяготения оказывается одним из наиболее важных законов природы, используемых в астрономии. В сочетании с другими законами механики он позволяет объяснить движения планет и искусственных тел в Солнечной системе, звезд в звездных скоплениях и в Галактике, изучить динамику других звездных

систем. Тяготением определяется форма большинства небесных тел и, в частности, сферичность звезд и планет. Закон всемирного тяготения в сочетании с законами кинетической теории газов позволяет выявить важнейшие закономерности внутреннего строения звезд и их эволюции. Гравитационные силы во многом определяют свойства атмосфер звезд и планет и характер происходящих в них явлений.

Закон всемирного тяготения в классической формулировке Ньютона справедлив только для относительно слабых гравитационных полей, создаваемых обычными телами с не слишком большими значениями плотности. Для сильных гравитационных полей, а также для движений с очень большими скоростями (соизмеримыми со скоростью света) более точное описание движения дает общая теория относительности (ОТО), которая является теорией тяготения, учитывающей влияние распределения масс на свойства пространства и времени.

С помощью общей теории относительности удастся объяснить некоторые тонкие закономерности движения ближайшей к Солнцу планеты — Меркурия. Она существенна для понимания природы сверхплотных тел (нейтронные звезды и гипотетические «черные дыры»). На ней основана вся современная космогония, т. е. теория строения и эволюции Вселенной в целом.

Важность тяготения в астрономии не означает, что в космических условиях не играют роли другие типы взаимодействий. Электромагнитные взаимодействия оказываются весьма существенными, особенно в тех случаях, когда приходится иметь дело с движением ионизованного газа (плазмы) в магнитном поле.

Электромагнитные взаимодействия особенно важны в большинстве микроскопических (атомных) процессов, в результате которых возникает наблюдаемое излучение небесных тел.

В масштабе отдельных атомов, т. е. в микромире, гравитационные взаимодействия сохраняются, но относительная их роль становится совсем иной. Электромагнитное взаимодействие, скажем, протона и электрона неизмеримо сильнее гравитационного, которым в большинстве случаев можно просто пренебречь. В атомном ядре, где частицы сближаются значительно сильнее, чем в атоме, проявляются еще два новых типа взаимодействия, характер которых известен хуже, чем первых двух. По-видимому, их действие убывает с расстоянием значительно быстрее, чем в законах Ньютона и Кулона. По величине одно из этих взаимодействий в масштабах ядра атома оказывается самым сильным из всех известных. Это взаимодействие принято называть сильным. Оно обеспечивает ядерные реакции синтеза в звездах. Другое взаимодействие по некоторым характеристикам оказывается сильнее гравитационного, но слабее электрического. Его называют слабым взаимодействием, примером которого может слу-

жить бета-распад протона — процесс, с которого начинается большинство ядерных реакций в недрах звезд.

Таким образом, мы видим, что в астрономии приходится иметь дело со всеми видами взаимодействий, известными в природе. Однако в первую очередь и чаще всего мы встречаемся с гравитацией.

§ 48. Движение материальной точки под действием силы притяжения (задача двух тел)

Эта задача решается путем интегрирования дифференциальных уравнений движения, получаемых из основного уравнения динамики материальной точки (2.14), в котором сила F есть сила притяжения. Мы не будем интегрировать эти уравнения, так как с этим учащийся познакомится в курсах теоретической астрономии и небесной механики. Остановимся лишь на результатах решений.

Если неподвижная масса M , сосредоточенная в точке C , стала притягивать к себе в некоторый момент материальную точку m с силой, обратно пропорциональной квадрату расстояния, то ускорение точки m будет направлено по прямой mC , а ее дальнейшее движение будет зависеть от расстояния и от величины и направления скорости v_0 , которые она имела в начальный момент (в момент начала действия притяжения массой M).

Если скорость $v_0 > 0$, но не превосходит некоторого предела v_c , то точка m будет двигаться по эллипсу, в одном из фокусов которого будет находиться точка C (рис. 30). Плоскость эллипса будет проходить через точки C , m и направление скорости v_0 .

Форма и размеры эллипса будут различны, смотря по величине скорости v_0 . При малых v_0 эллипс будет сильно сжатым, его большая ось будет лишь немного больше, чем Cm , и точка C будет находиться в фокусе, далеко от m . Если скорость v_0 будет близка к скорости v_c , но меньше ее, то эксцентриситет эллипса будет мал, его большая полуось будет лишь немного меньше, чем Cm , точка C приблизится к центру эллипса, но останется в фокусе, далеко от m .

Если начальная скорость $v_0 = v_c$ и будет направлена перпендикулярно к линии Cm , то точка m будет двигаться по кругу радиуса Cm .

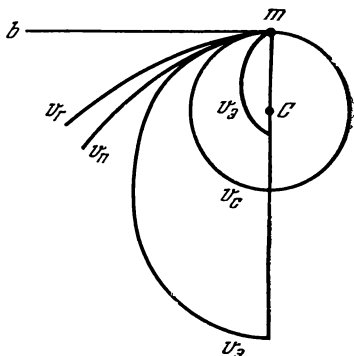


Рис. 30. Задача двух тел.

Если $v_0 > v_c$, но не превосходит некоторого предела $v_n = v_c \sqrt{2}$, то точка m будет двигаться по эллипсу, но точка C при этом будет находиться в фокусе, близком к m , а большая ось эллипса будет тем больше, чем ближе v_0 к v_n .

Если $v_0 = v_n = v_c \sqrt{2}$, то точка m будет двигаться по параболе, обе ветви которой уходят в бесконечность, приближаясь к направлению, параллельному оси Cm . По мере того как точка m будет удаляться от тела M , ее скорость будет стремиться к нулю.

Если $v_0 > v_n$, то точка m будет двигаться по гиперболе, ветви которой уходят в бесконечность и, при очень большой начальной скорости, приближаются к направлению, перпендикулярному к оси Cm . По мере того как точка m будет удаляться по гиперболе, ее скорость будет стремиться к некоторой постоянной величине.

Наконец, в предельных случаях, когда $v_0 = \infty$, точка m будет двигаться по прямой mb , а когда $v_0 = 0$, то по прямой mC .

Скорость v точки m на любом расстоянии r от точки C получается из формулы

$$v^2 = f(M + m) \left(\frac{2}{r} - \frac{1}{a} \right), \quad (2.18)$$

где a — большая полуось эллипса. Эта формула называется *интегралом энергии*.

Если точка m движется по кругу, т. е. $r = a$, то из уравнения (2.18) следует

$$v_c = \sqrt{\frac{f(M + m)}{r}}, \quad (2.19)$$

а если точка m движется по параболе, то $a = \infty$ и

$$v_n = v_c \sqrt{2}. \quad (2.20)$$

Скорость v_c называется *круговой скоростью*, а v_n — *параболической скоростью*. Скорость эллиптического движения v_a заключена в пределах $0 < v_a < v_n$, а *гиперболическая скорость* $v_r > v_n$. Гиперболическая орбита определяется теми же шестью элементами, что и эллиптическая (см. § 41), только вместо большой полуоси $a = \infty$ дается перигельное расстояние q . Параболическая орбита определяется пятью элементами: i , Ω , ω , t_0 и q , так как для параболы $a = \infty$ и $e = 1$.

§ 49. Первый (обобщенный) закон Кеплера

Законы Кеплера были получены им эмпирически в результате исследования видимых движений планет. Поэтому первый закон Кеплера в формулировке, данной в § 40, справедлив лишь в отношении больших планет и тех тел Солнечной системы (некто-

рых комет, астероидов), которые движутся вокруг Солнца по замкнутым орбитам.

Если же иметь в виду движения небесных тел вообще, то на основании предыдущего параграфа этот закон надо сформулировать в следующем виде: *под действием силы притяжения одно небесное тело движется в поле тяготения другого небесного тела по одному из конических сечений — кругу, эллипсу, параболе или гиперболе.*

В этой формулировке первый закон Кеплера будет справедлив уже для всех комет, орбиты которых либо эллипсы, либо параболы, либо гиперболы; он будет справедлив и для спутников больших планет, орбиты которых эллипсы, но в их фокусах находятся большие планеты, и для физических двойных звезд (см. § 154), обращающихся по эллиптическим орбитам вокруг общего центра масс, и т. д. При этом форма и размеры орбит тел зависят только от величины начальной скорости.

§ 50. Второй закон Кеплера

Возьмем прямоугольную систему координат, начало которой находится в центре притяжения, а плоскость xu совпадает с плоскостью орбиты тела.

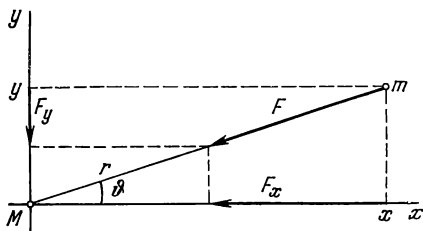


Рис. 31. К выводу второго закона Кеплера
(M — центральное тело, центр притяжения,
 m — обращающееся тело).

Проектируя ускорение и силу на координатные оси x и y (рис. 31), напишем основное уравнение динамики (2.14) в следующем виде:

$$m \frac{d^2 x}{dt^2} = F_x, \quad m \frac{d^2 y}{dt^2} = F_y.$$

Умножая эти уравнения соответственно на y и x и вычитая первое из второго, получим

$$m \left(x \frac{d^2 y}{dt^2} - y \frac{d^2 x}{dt^2} \right) = x F_y - y F_x$$

или

$$m \frac{d}{dt} \left(x \frac{dy}{dt} - y \frac{dx}{dt} \right) = xF_y - yF_x.$$

Поскольку сила центральная, то имеет место соотношение

$$\frac{F_x}{F_y} = \frac{x}{y}, \quad \text{т. е.} \quad yF_x = xF_y.$$

Поэтому

$$\frac{d}{dt} \left(x \frac{dy}{dt} - y \frac{dx}{dt} \right) = 0,$$

или

$$x \frac{dy}{dt} - y \frac{dx}{dt} = \text{const.} \quad (2.21)$$

В полярных координатах

$$x = r \cos \vartheta, \quad y = r \sin \vartheta,$$

где r — расстояние точки от начала координат (радиус-вектор точки), а ϑ — полярный угол (истинная аномалия).

Если перейти от прямоугольной системы координат к полярным координатам, то выражение (2.21) будет иметь вид

$$r^2 \frac{d\vartheta}{dt} = \text{const.}, \quad (2.22)$$

т. е. площадь, описанная радиусом-вектором за единицу времени, есть величина постоянная. Это есть математическое выражение второго закона Кеплера (см. § 40).

§ 51. Третий (уточненный) закон Кеплера

При круговом движении ускорение $\omega = \omega^2 r$, где угловая скорость $\omega = \frac{2\pi}{T}$, а T — период обращения по окружности. Следовательно, ускорение

$$\omega = \frac{4\pi^2 r}{T^2}.$$

Если рассматривать относительное движение по кругу небесного тела с массой m вокруг центрального тела с массой M , то согласно уравнению (2.17) относительное ускорение

$$\omega_{\text{от}} = f \frac{(M + m)}{r^2}.$$

Так как ω и $\omega_{\text{от}}$ — одно и то же ускорение, то, приравняв их правые части, получим

$$\frac{r^3}{T^2 (M + m)} = \frac{f}{4\pi^2} = \text{const.} \quad (2.23)$$

Если рассматривать движение небесного тела по эллипсу, то получится соотношение, аналогичное (2.23), только в нем радиус круга r заменится на большую полуось a , а T будет означать период обращения тела по эллипсу. Напишем это соотношение для двух тел, массы которых m_1 и m_2 , большие полуоси их эллиптических орбит a_1 и a_2 , а периоды их обращений вокруг их центральных тел с массами M_1 и M_2 обозначим через T_1 и T_2 . Тогда

$$\frac{a_1^3}{T_1^2 (M_1 + m_1)} = \frac{f}{4\pi^2}, \quad \frac{a_2^3}{T_2^2 (M_2 + m_2)} = \frac{f}{4\pi^2},$$

откуда

$$\frac{T_1^2 (M_1 + m_1)}{T_2^2 (M_2 + m_2)} = \frac{a_1^3}{a_2^3}. \quad (2.24)$$

Это точное выражение третьего закона Кеплера. Если рассматривать движение двух планет вокруг Солнца, т. е. вокруг одного и того же тела ($M_1 = M_2$), и пренебречь массами планет ($m_1 \approx m_2 \approx 0$) в сравнении с массой Солнца, то получим формулу (2.7), выведенную Кеплером из наблюдений:

$$\frac{T_1^2}{T_2^2} = \frac{a_1^3}{a_2^3}.$$

Так как массы планет в сравнении с массой Солнца незначительны, то формула Кеплера достаточно хорошо согласуется с наблюдениями.

Формулы (2.23) и (2.24) играют большую роль в астрономии: они дают возможность определять массы небесных тел (см. § 58).

§ 52. Понятие о возмущенном движении

Если бы какое-нибудь тело Солнечной системы притягивалось только Солнцем, то оно двигалось бы вокруг Солнца точно по законам Кеплера. Такое движение, соответствующее решению задачи двух тел, называют *невозмущенным*. В действительности же все тела Солнечной системы притягиваются не только Солнцем, но и друг другом. Поэтому ни одно тело в Солнечной системе не может точно двигаться по эллипсу, параболе, гиперболе и тем более по кругу. Отклонения в движениях тел от законов Кеплера называются *возмущениями*, а реальное движение тел — *возмущенным движением*. Возмущения тел Солнечной системы имеют очень сложный характер, и их учет чрезвычайно труден, хотя они сравнительно и невелики, так как массы этих тел по сравнению с массой Солнца очень малы (общая их масса меньше $\frac{1}{700}$ массы Солнца). Возмущения можно рассматривать как различие между положениями светила при возмущен-

ном и невозмущенном движениях, а возмущенное движение тела представлять как движение по законам Кеплера с переменными элементами его орбиты.

Изменения элементов орбиты тела вследствие притяжения его другими телами, помимо центрального, называются *возмущениями*, или *неравенствами элементов*. Возмущения элементов делятся на *вековые* и *периодические*.

Вековые возмущения тел Солнечной системы зависят от взаимного расположения их орбит, которое в течение очень больших промежутков времени изменяется очень мало. Поэтому вековые возмущения элементов происходят в одном и том же направлении и величина их приблизительно пропорциональна времени. Вековым возмущениям подвержены два элемента орбиты — долгота восходящего узла Ω и долгота перигелия π .

Периодические возмущения зависят от относительного положения тел на их орбитах, которое при движении по замкнутым орбитам повторяется через определенные промежутки времени. Поэтому периодические возмущения элементов орбит происходят попеременно то в одном, то в противоположном направлении, и им подвержены в той или иной степени все элементы орбит. Так как у больших планет невозмущенные орбиты — замкнутые кривые (эллипсы), а вековым возмущениям подвержены только долготы узлов и долготы перигелиев, то планетная система должна в ближайшем будущем остаться в существенных своих чертах такой же, какой она является в настоящее время. Однако вопрос об устойчивости Солнечной системы в течение чрезвычайно длительных промежутков времени, например, в течение нескольких миллиардов лет, остается нерешенным.

§ 53. Понятие о возмущающей силе

Пусть имеются три небесных тела: Солнце S с массой M , планета P_1 с массой m_1 на расстоянии r_1 от центра Солнца и планета P_2 с массой m_2 на расстоянии r_2 от центра Солнца и на расстоянии r от планеты P_1 (рис. 32). Все три тела действуют друг на друга по закону всемирного тяготения Ньютона.

Солнце получает ускорение

$$\omega_1 = f \frac{m_1}{r_1^2}$$

по направлению SP_1 от планеты P_1 и ускорение

$$\omega_2 = f \frac{m_2}{r_2^2}$$

по направлению SP_2 от планеты P_2 .

Рассмотрим движение планеты P_1 относительно Солнца. В этом случае на планету P_1 будут действовать силы,

вызывающие следующие ускорения:

$$\omega = f \frac{M + m_1}{r_1^2} \quad \text{по направлению } P_1C,$$

$$\omega' = f \frac{m_2}{r^2} \quad \text{по направлению } P_1P_2,$$

и

$$\omega'' = -\omega_2 = f \frac{m_2}{r_2^2} \quad \text{по направлению, параллельному } P_2C.$$

Первое ускорение ω есть ускорение относительного движения, вызванное притяжением Солнца; оно обуславливает движение планеты P_1 вокруг Солнца по законам Кеплера.

Ускорения ω' и ω'' составляют ускорение *возмущающей силы* и обуславливают отклонения в движении планеты P_1 от законов Кеплера. Возмущающая сила, следовательно, состоит из двух сил: из силы действия планеты P_2 на планету P_1

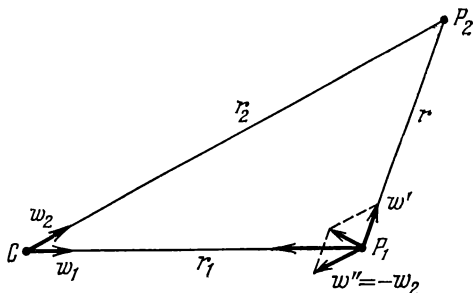


Рис. 32. Возмущающая сила.

и из силы действия планеты P_2 на Солнце. Так как ускорение ω'' откладывается в сторону, противоположную ω_2 , то возмущающая сила есть геометрическая разность действий возмущающего тела на планету и на Солнце. Как видно из рис. 32, возмущающая сила (возмущающее ускорение) в общем случае не направлена к возмущающему телу, т. е. к планете P_2 . Возмущающая сила будет направлена точно к возмущающему телу P_2 только в том случае, если тела P_1 и P_2 находятся на одной прямой с Солнцем и притом оба по одну сторону от него (в порядке CP_1P_2 или CP_2P_1). Если же тела P_1 и P_2 находятся на одной прямой (P_1CP_2) с Солнцем, но по разные стороны от него, то возмущающая сила направлена от возмущающего тела. Величина и направление возмущающей силы вследствие движения тел непрерывно меняются.

§ 54. Сила, возмущающая движение Луны

Для Луны центральным телом является Земля, а основным возмущающим телом — Солнце.

Притяжения планет также влияют на движение Луны, но вызываемые ими возмущения сравнительно невелики и во много

раз меньше возмущений, вызываемых Солнцем. Притяжение Солнца сообщает Луне ускорение

$$w = f \frac{M}{r_1^2},$$

где M — масса Солнца, а r_1 — расстояние Луны от Солнца.

Земля же притягивает Луну с силой, сообщаящей Луне ускорение

$$g = f \frac{m}{r^2},$$

где m — масса Земли, а r — расстояние Луны от Земли.

Разделив первое ускорение на второе, получим

$$\frac{w}{g} = \frac{M}{m} \left(\frac{r}{r_1} \right)^2.$$

Так как $\frac{M}{m} = 333\,000$ (см. § 58), а $\frac{r}{r_1} = \frac{1}{390}$, то сила притяжения Луны Солнцем в два с лишним раза больше силы притяжения Луны Землей. Но на движение Луны относительно Земли влияет не сила притяжения ее Солнцем, а разность притяжений Солнцем Луны и Земли (см. § 53). А так как ускорение Земли от притяжения Солнцем

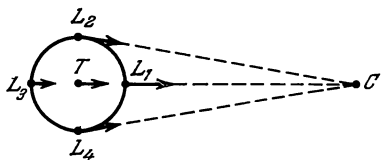


Рис. 33. Возмущающая сила в движении Луны.

$$w' = f \frac{M}{a^2},$$

где a — расстояние Земли от Солнца, то, следовательно, возмущающее ускорение w_1 движения Луны равно разности ускорений w и w' .

Наибольшего значения это ускорение w_1 , а следовательно, и возмущающая сила, достигает тогда, когда Луна L_1 находится между Солнцем C и Землей T (рис. 33). В этом случае возмущающее ускорение

$$w_1 = \frac{fM}{(a-r)^2} - \frac{fM}{a^2} = fM \frac{2ar - r^2}{(a-r)^2 a^2}.$$

Так как r мало по сравнению с a , то $a-r$ мало отличается от a , и скобки в знаменателе можно заменить через a^2 , а в числителе пренебречь величиной r^2 . Тогда

$$w_1 \approx f \frac{2rM}{a^3}.$$

В положении L_3 (рис. 33) ускорение, сообщаемое Луне Солн-

цем, почти такое же. Действительно, в этом случае

$$\omega_3 = \frac{fM}{a^2} - \frac{fM}{(a+r)^2} \approx f \frac{2rM}{a^3}.$$

Таким образом, сила, возмущающая движение Луны, обратно пропорциональна не квадрату, а кубу расстояния до возмущающего тела (Солнца), и величина ее составляет:

$$\frac{\omega_1}{g} = 2 \frac{M}{m} \left(\frac{r}{a} \right)^3,$$

т. е. приблизительно $\frac{1}{90}$ силы притяжения Луны Землей.

В положении L_1 возмущающая сила Солнца отдаляет Луну от Земли, а в положении L_3 отдаляет Землю от Луны. В положениях L_2 и L_4 возмущающая сила несколько сближает Луну и Землю, так как силы, с которыми Солнце притягивает их, в этих случаях равны по величине, а направления сил сходятся под острым углом.

§ 55. Приливы и отливы

Так как размеры Земли не бесконечно малы по сравнению с расстояниями до Луны и Солнца, то, независимо от формы Земли, силы лунного и солнечного притяжения на разные точки Земли неодинаковы. В результате появляется возмущающая сила, действующая на эти точки сообразно различным расстояниям и направлениям от этих точек до притягивающего тела. Если бы Земля была абсолютно твердым телом, т. е. ее точки не могли бы изменять своего положения относительно центра Земли, то под действием этих возмущающих сил в теле Земли появились бы только едва заметные натяжения. Но Земля не абсолютно твердое тело, поэтому действие возмущающих сил на некоторые части земной поверхности вызывает явления, которые называются *приливами* и *отливами*.

Допустим для простоты, что твердая поверхность Земли со всех сторон равномерно покрыта океаном (рис. 34). Луна притягивает к себе каждую частицу твердой поверхности Земли и каждую каплю воды в океане, сообщая им ускорения обратно пропорциональные квадрату расстояния между частицей и центром Луны. Равнодействующая ускорений, сообщаемых твердым частицам, проходит через центр Земли T и равна

$$\omega_T = f \frac{m}{r^2},$$

где m — масса Луны, а r — расстояние центра Луны от центра Земли. Что же касается воды океана, то в точке A ускорение

больше, чем ω_T , а в точке B оно меньше ω_T , так как

$$\omega_A = f \frac{m}{(r-R)^2} \quad \text{и} \quad \omega_B = f \frac{m}{(r+R)^2},$$

где R — радиус Земли.

Относительное ускорение (относительно центра Земли) в точке A равно разности $\omega_A - \omega_T$, т. е.

$$\omega_A - \omega_T = fm \left[\frac{1}{(r-R)^2} - \frac{1}{r^2} \right]$$

или

$$\omega_A - \omega_T = fm \frac{2rR - R^2}{(r-R)^2 r^2}.$$

Так как радиус Земли R по сравнению с расстоянием до Луны r величина малая, то в числителе можно пренебречь

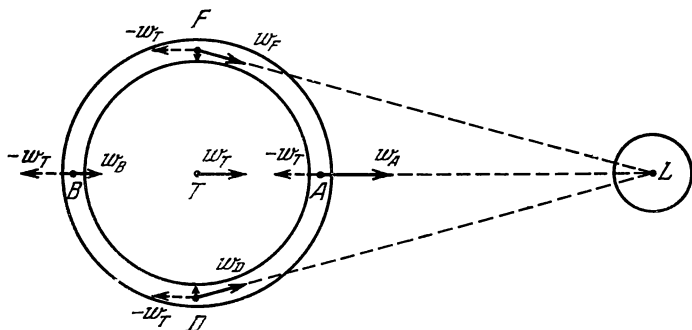


Рис. 34. Образование приливов.

членом R^2 , а в знаменателе вместо разности $(r-R)$ оставить только r . Тогда

$$\omega_A - \omega_T = fm \frac{2R}{r^3}.$$

Эта разность ускорений направлена от центра Земли, так как $\omega_A > \omega_T$. Разность ускорений $\omega_B - \omega_T$ по величине примерно такая же и направлена также от центра Земли, поскольку $\omega_B < \omega_T$. Следовательно, в точках A и B действие Луны ослабляет силу тяжести на земной поверхности.

В точках F и D ускорения ω_F и ω_D , сообщаемые Луной, направлены под тупым углом к ускорению, обратному ускорению в точке T ; равнодействующие ускорения здесь направлены почти к центру Земли. Следовательно, в точках F и D действие Луны увеличивает силу земной тяжести.

В промежуточных точках между F и A , A и D равнодействующие ускорения направлены в сторону точки A , а между F и B , B и D — в сторону точки B . Если эти равнодействующие

ускорения разложить по радиусу и по касательной, то в промежуточных точках получается небольшое усиление или ослабление силы земной тяжести и, что особенно важно, получаются ускорения, направленные к точке A на одной стороне Земли (FAD) и к точке B на другой (FBD). Действие этих ускорений приводит к тому, что вода в океане стремится на одной половине Земли к точке A , где Луна находится в зените, а на другой половине — к точке B , где Луна находится в надире.

Следовательно, под действием лунного притяжения водная оболочка Земли принимает форму эллипсоида, вытянутого по направлению к Луне, и близ точек A и B будет прилив, а у точек F и D — отлив.

Вследствие вращения Земли приливные выступы образуются в каждый следующий момент уже в новых местах земной поверхности. Поэтому за промежуток времени между двумя последовательными верхними (или нижними) кульминациями Луны, равный в среднем $24^{\text{h}}52^{\text{m}}$, приливные выступы обойдут вокруг всего земного шара и за это время в каждом месте произойдет два прилива и два отлива.

Под действием солнечного притяжения водная оболочка Земли также испытывает приливы и отливы, но солнечные приливы в 2,2 раза меньше лунных. Действительно, ускорение приливообразующей силы Солнца равно

$$fM_{\odot} \frac{2R}{a^3},$$

где M_{\odot} — масса Солнца, а a — расстояние Земли от Солнца. Разделив ускорение приливообразующей силы Луны на это ускорение, получим

$$\frac{m}{M_{\odot}} \frac{a^3}{r^3} \approx 2,2,$$

так как $M_{\odot} = 333\,000$ масс Земли, $m \approx \frac{1}{81}$ массы Земли и $a = 390\,r$. Следовательно, приливная сила Солнца в 2,2 раза меньше приливной силы Луны. Солнечные приливы отдельно не наблюдаются, они только изменяют величину лунных приливов.

Во время новолуний и полнолуний (так называемых *сизигий*) солнечный и лунный приливы наступают одновременно, действия Луны и Солнца складываются и наблюдается самый большой прилив. Во время первой и последней четверти (так называемых *квадрантур*) в момент лунного прилива происходит солнечный отлив, и действие Солнца вычитается из действия Луны: наблюдается наименьший прилив.

В действительности явление приливов и отливов гораздо сложнее. Земля не везде покрыта океаном и приливная волна

(приливной выступ), пробегая по поверхности океана, встречает на своем пути сложные береговые линии материков, различные формы морского дна и испытывает при этом трение. Как правило, в силу указанных причин момент прилива не совпадает с моментом кульминации Луны, а запаздывает приблизительно на один и тот же промежуток времени, иногда доходящий до шести часов. Этот промежуток времени называется *прикладным часом*. Высота прилива в разных местах также не одинакова. Во внутренних морях, например, в Черном и Балтийском, приливы ничтожны — всего в несколько сантиметров.

В океане, вдали от побережья, величина прилива не превышает 1 м, но у берегов, в зависимости от их очертаний и глубины моря, приливы могут достигать значительной высоты. Так, например, в Пенжинской губе (Охотское море) наибольшая величина прилива 12,9 м, в заливе Фробишера (южное побережье острова Баффинова Земля) — 15,6 м, а в заливе Фанди (Атлантическое побережье Канады) — 18 м. Трение приливной волны о твердые части Земли вызывает систематическое замедление ее вращения (см. § 75).

Приливы и отливы испытывает также и земная атмосфера, что сказывается на изменениях атмосферного давления. Приливные явления обнаружены и в земной коре, хотя и в значительно меньших размерах, чем в водной оболочке. Но все же благодаря им точки земной поверхности два раза в сутки поднимаются и опускаются в среднем на несколько дециметров.

§ 56. Задача трех и более тел

Определение движения трех тел, взаимно притягивающих друг друга с силой, обратно пропорциональной квадрату расстояния между ними, называется *задачей трех тел*.

В 1912 г. финский математик Зундман получил теоретическое решение этой задачи при произвольных начальных условиях в виде сходящихся рядов. Но эти ряды настолько сложны и сходятся так медленно, что не позволяют ни вычислять положения тел в пространстве, ни делать какие-либо заключения о характере и свойствах движений тел. Поэтому формулы Зундмана практического значения пока не имеют.

Лагранж в 1772 г. доказал, что существует определенное количество частных случаев в задаче о трех телах, в которых может быть найдено точное решение. Если заданы массы тел и их положение на плоскости, как, например, на рис. 206 из § 156, то рассматриваемые частные случаи движения в этой плоскости получаются при расположении третьего тела в одной из пяти точек, называемых *точками либрации* или *точками Лагранжа*. Первые три точки либрации располагаются в определен-

ных точках прямой, соединяющей обе заданные массы, причем одна между ними, а две другие — вне их. Четвертая и пятая точки являются вершинами двух равносторонних треугольников, в которых остальные вершины заняты заданными массами. Лагранж показал, что если третье тело находится в одной из пяти точек либрации, то конфигурация, которую образуют все три тела, всегда остается подобной самой себе, а их движение происходит по коническим сечениям одинакового вида. Таким образом:

1) если три тела расположены на одной прямой, то они обращаются, оставаясь на ней, вокруг общего центра масс;

2) если три тела расположены в вершинах равностороннего треугольника, то они обращаются вокруг общего центра масс так, что треугольник остается все время равносторонним.

Лагранж считал, что найденные им решения имеют чисто теоретическое значение. Однако в XIX в. были открыты две группы астероидов (малых планет), движения которых приблизительно соответствуют второму решению Лагранжа (см. § 140). Первое решение позволяет изучить движение газовых струй в оболочках тесных двойных систем, о чем речь пойдет в § 157.

Задача определения движений четырех и более тел (*задача n тел*), притягивающих друг друга по закону Ньютона, еще более сложна, чем задача трех тел, и до сих пор не решена. Поэтому при исследовании движений n тел, например, тел Солнечной системы, применяется метод вычисления возмущений, позволяющий найти приближенное решение задачи, которое на определенном интервале времени достаточно близко к точному решению. Вычисление возмущений для тел Солнечной системы — одна из самых важных, но очень трудных задач небесной механики, ныне значительно облегченной благодаря применению электронно-счетных машин.

§ 57. Открытие Нептуна

Одним из самых блестящих достижений небесной механики является открытие планеты Нептун.

В 1781 г. английский астроном Уильям Гершель открыл новую большую планету, получившую название Уран, которую раньше принимали за звезду и неоднократно, почти в течение целого столетия, определяли ее координаты. Когда по этим координатам стали вычислять орбиту Урана, то оказалось, что в его движении, даже после учета всех возмущений от известных тогда больших планет, имеются отклонения от кеплеровского движения. Для объяснения этих остаточных отклонений было сделано предположение, что они вызываются действием еще одной неизвестной планеты, и перед астрономией возникла

задача: по возмущениям в движении Урана определить положение (координаты) возмущающей планеты. Эта трудная математическая задача была решена почти одновременно, независимо друг от друга, французским ученым Леверрье и английским — Адамсом. 23 сентября 1846 г. немецкий астроном Галле нашел предполагаемую планету на расстоянии всего лишь около 1° от той точки неба, которую указал ему Леверрье по своим вычислениям. Новая планета получила название Нептун.

Открытие Нептуна, сделанное, по выражению Энгельса, на «кончике пера», является убедительнейшим доказательством справедливости закона всемирного тяготения Ньютона.

§ 58. Определение масс небесных тел

Закон всемирного тяготения Ньютона позволяет измерить одну из важнейших физических характеристик небесного тела — его массу.

Массу небесного тела можно определить: а) из измерений силы тяжести на поверхности данного тела (гравиметрический способ); б) по третьему (уточненному) закону Кеплера; в) из анализа наблюдаемых возмущений, производимых небесным телом в движениях других небесных тел.

Первый способ применим пока только к Земле и заключается в следующем.

На основании закона тяготения ускорение силы тяжести на поверхности Земли

$$g = f \frac{m}{R^2}.$$

где m — масса Земли, а R — ее радиус. Отсюда масса Земли

$$m = \frac{gR^2}{f}. \quad (2.25)$$

Ускорение силы тяжести g (точнее, ускорение составляющей силы тяжести, обусловленной только силой притяжения), так же как и радиус Земли R , определяется из непосредственных измерений на поверхности Земли (см. § 46 и 62). Постоянная тяготения f достаточно точно определена из опытов Кэвендиша и Йолли, хорошо известных в физике.

С принятыми в настоящее время значениями величин g , R и f по формуле (2.25) получается масса Земли

$$m = 5,976 \cdot 10^{27} \text{ г} \approx 6 \cdot 10^{27} \text{ г}.$$

Зная массу Земли и ее объем, легко найти среднюю плотность Земли. Она равна $5,52 \text{ г/см}^3$.

Третий, уточненный закон Кеплера позволяет определить соотношение между массой Солнца и массой планеты, если

у последней имеется хотя бы один спутник и известны его расстояние от планеты и период обращения вокруг нее.

Действительно, движение спутника вокруг планеты подчиняется тем же законам, что и движение планеты вокруг Солнца и, следовательно, уравнение (2.24) может быть записано в этом случае так:

$$\frac{T^2 (M + m)}{t_c^2 (m + m_c)} = \frac{a^3}{a_c^3},$$

где — M , m и m_c — массы Солнца, планеты и ее спутника, T и t_c — периоды обращений планеты вокруг Солнца и спутника вокруг планеты, a и a_c — расстояния планеты от Солнца и спутника от планеты соответственно.

Разделив числитель и знаменатель левой части дроби этого уравнения на m и решив его относительно масс, получим

$$\left(\frac{M}{m} + 1\right) : \left(1 + \frac{m_c}{m}\right) = \frac{t_c^2 a^3}{T^2 a_c^3}. \quad (2.26)$$

Отношение $\frac{M}{m}$ для всех планет очень велико; отношение же $\frac{m_c}{m}$, наоборот, мало (кроме Земли и ее спутника Луны) и им можно пренебречь. Тогда в уравнении (2.26) останется только одно неизвестное отношение $\frac{M}{m}$, которое легко из него определяется. Например, для Юпитера определенное таким способом обратное отношение $\frac{m}{M}$ равно 1 : 1050.

Так как масса Луны, единственного спутника Земли, сравнительно с земной массой достаточно большая, то отношением $\frac{m_c}{m}$ в уравнении (2.26) пренебрегать нельзя. Поэтому для сравнения массы Солнца с массой Земли необходимо предварительно определить массу Луны. Точное определение массы Луны является довольно трудной задачей, и решается она путем анализа тех возмущений в движении Земли, которые вызываются Луной.

Под влиянием лунного притяжения Земля должна описывать в течение месяца эллипс вокруг общего центра масс системы Земля — Луна.

По точным определениям видимых положений Солнца в его долготе были обнаружены изменения с месячным периодом, называемые «лунным неравенством». Наличие «лунного неравенства» в видимом движении Солнца указывает на то, что центр Земли действительно описывает небольшой эллипс в течение месяца вокруг общего центра масс «Земля — Луна», расположенного внутри Земли, на расстоянии 4650 км от центра

Земли. Это позволило определить отношение массы Луны к массе Земли, которое оказалось равным $\frac{1}{81,56}$. Положение центра масс системы «Земля — Луна» было найдено также из наблюдений малой планеты Эрос в 1930—1931 гг. Эти наблюдения дали для отношения масс Луны и Земли величину $\frac{1}{81,27}$. Наконец, по возмущениям в движениях искусственных спутников Земли отношение масс Луны и Земли получилось равным $\frac{1}{81,30}$. Последнее значение наиболее точное, и в 1964 г. Международный астрономический союз принял его как окончательное в числе других астрономических постоянных. Это значение подтверждено в 1966 г. вычислением массы Луны по параметрам обращения ее искусственных спутников.

С известным отношением масс Луны и Земли из уравнения (2.26) получается, что масса Солнца M_{\odot} в 333 000 раз больше массы Земли, т. е.

$$M_{\odot} \approx 2 \cdot 10^{33} \text{ г.}$$

Зная массу Солнца и отношение этой массы к массе любой другой планеты, имеющей спутника, легко определить массу этой планеты.

Массы планет, не имеющих спутников (Меркурий, Венера, Плутон), определяются из анализа тех возмущений, которые они производят в движении других планет или комет. Так, например, массы Венеры и Меркурия определены по тем возмущениям, которые они вызывают в движении Земли, Марса, некоторых малых планет (астероидов) и кометы Энке — Баклунда, а также по возмущениям, производимым ими друг на друга.

§ 59. Движение искусственных спутников Земли

Запуском 4 октября 1957 г. первого в мире советского искусственного спутника Земли человечество открыло новую эру в своей истории — эру создания искусственных небесных тел.

Хотя искусственные небесные тела подчиняются тем же законам, что и естественные, некоторые особенности их орбит и условия, определяющие характер их движения, заслуживают отдельного рассмотрения.

Искусственные спутники Земли (ИСЗ) выводятся на орбиту с помощью многоступенчатых ракет. Последняя ступень ракеты сообщает спутнику определенную скорость на заданной высоте. Тело, запущенное горизонтально на высоте h от поверхности Земли, станет ИСЗ, если его скорость в этот момент окажется достаточной.

Если скорость запуска точно равна круговой скорости на данной высоте h , то тело будет двигаться по круговой орбите.

Если эта скорость превышает круговую, то тело будет двигаться по эллипсу, причем перигей этого эллипса окажется в точке выхода на орбиту.

Если же сообщенная скорость несколько меньше круговой, а высота h достаточно большая, то тело также будет двигаться по эллиптической орбите, но в этом случае точка выхода на орбиту станет апогеем.

Масса искусственного спутника ничтожно мала в сравнении с массой Земли и ею можно пренебречь; тогда круговая скорость v_c на расстоянии $r = R + h$ от центра Земли согласно (2.19) и (2.25) будет

$$v_c = \sqrt{\frac{fm}{R+h}} = \sqrt{\frac{gR^2}{R+h}}, \quad (2.27)$$

где m — масса Земли, R — ее радиус, g — ускорение силы тяжести у поверхности Земли, h — высота точки запуска спутника от поверхности Земли.

У воображаемого спутника, движущегося по окружности у самой поверхности Земли ($h = 0$), при $R = 6,370 \cdot 10^8$ см и $g = 981$ см/сек² скорость должна быть равна

$$v_{1к} = 7,91 \text{ км/сек.}$$

Скорость $v_{1к}$ называется *первой космической скоростью* относительно Земли. Однако из-за наличия вокруг Земли атмосферы спутник, движущийся у самой ее поверхности, реально существовать не может. Поэтому запуск ИСЗ производится на некоторой высоте h ($h > 150$ км). Круговая скорость на высоте h меньше первой космической скорости $v_{1к}$ и определяется из уравнения (2.27) или по формуле

$$v_c = v_{1к} \sqrt{\frac{R}{R+h}}.$$

Элементы орбиты ИСЗ зависят от места и времени его запуска, от величины и направления начальной скорости. Связь между большой полуосью a орбиты спутника и его начальной скоростью v_0 , согласно интегралу энергии (2.18), определяется формулой

$$v_0^2 = fm \left(\frac{2}{r_0} - \frac{1}{a} \right),$$

где r_0 — расстояние точки выхода ИСЗ на орбиту от центра Земли.

Обычно запуск ИСЗ производится горизонтально, точнее, перпендикулярно к радиальному направлению. Эксцентриситет

орбиты e при горизонтальном запуске равен

$$e = 1 - \frac{q}{a},$$

где q — расстояние *перигея* (ближайшей точки орбиты от центра Земли).

В случае эллиптической орбиты (рис. 35) $q = a(1 - e) = = R + h_{\Pi}$, где h_{Π} — линейная высота перигея над поверхностью Земли. Расстояние *апогея* (наиболее удаленной точки орбиты от центра Земли) $Q = a(1 + e) = = R + h_A$, где h_A — высота апо-

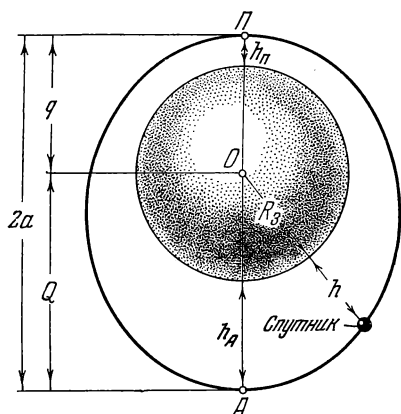


Рис. 35. Эллиптическая орбита искусственного спутника Земли.

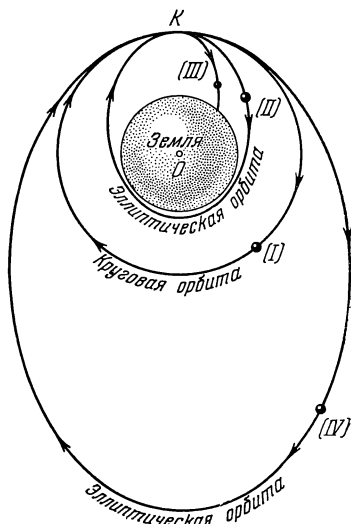


Рис. 36. Зависимость формы орбиты ИСЗ от начальной скорости.

гея над земной поверхностью. Если запуск произведен в перигее (чего может и не быть), то $r_0 = q = R + h_{\Pi}$.

Зависимость формы орбиты ИСЗ от начальной скорости, с которой он выведен на орбиту, показана на рис. 36. Если в точке K спутнику сообщена горизонтальная скорость, равная круговой для этого расстояния от центра Земли, то он будет двигаться по круговой орбите (I). Если начальная скорость в точке K меньше соответствующей круговой, то спутник будет двигаться по эллипсу (II), а при очень малой скорости по эллипсу (III), сильно вытянутому и пересекающему поверхность Земли; в этом случае запущенный спутник упадет на поверхность Земли, не совершив и одного оборота. Если скорость в точке K больше соответствующей круговой, но меньше соответствующей параболической, то спутник будет двигаться по эллипсу (IV).

Примерное расположение эллиптической орбиты спутника в пространстве показано на рис. 37. Здесь i — наклонение орбиты спутника к экватору Земли, Ω — восходящий узел орбиты, φ — нисходящий узел, Π — перигей орбиты, A — апогей орбиты, Υ — проекция точки весеннего равноденствия на земном экваторе, Ω — прямое восхождение восходящего узла, ω — угловое расстояние перигея от восходящего узла.

Период обращения ИСЗ определяется по третьему закону Кеплера (2.23). Он равен

$$T = \frac{2\pi}{\sqrt{\mu}} a^{3/2},$$

или, если иметь в виду (2.25),

$$T = \frac{2\pi}{R\sqrt{g}} a^{3/2}.$$

Если a выражать в километрах, то при $R = 6370$ км

и $g = 981$ см/сек² период обращения спутника получится в минутах из следующей формулы:

$$T = 1,659 \cdot 10^{-4} a^{3/2}.$$

Основных причин, изменяющих орбиту ИСЗ, две: действие экваториального утолщения Земли и влияние сопротивления атмосферы Земли. Первая причина вызывает вековые возмущения восходящего узла $\Delta\Omega$ и перигея $\Delta\omega$, которые легко учитываются по формулам небесной механики. Вторая причина вызывает уменьшение большой полуоси a , т. е. высоты h , и изменение формы орбиты. Поскольку плотность атмосферы быстро падает с высотой, основное сопротивление и уменьшение скорости спутник испытывает вблизи перигея. Вследствие этого высота апогея орбиты спутника с каждым оборотом заметно уменьшается (высота перигея уменьшается гораздо медленнее). В результате уменьшается большая полуось и эксцентриситет орбиты; орбита спутника постепенно округляется. Когда высота апогея становится сравнимой с высотой перигея, спутник испытывает торможение и теряет свою скорость вдоль почти всей орбиты, уменьшение высоты апогея и перигея происходит еще быстрее, и спутник, приближаясь по спирали к поверхности Земли, входит в плотные слои атмосферы и сгорает. Так как спутник

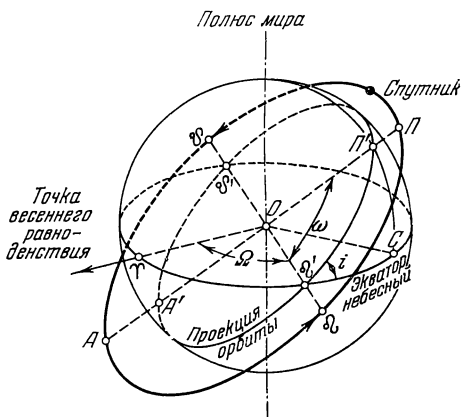


Рис. 37. Орбита ИСЗ и ее проекция на небесную сферу.

с каждым оборотом снижается, то его потенциальная энергия уменьшается, часть ее переходит в кинетическую энергию. Это приращение кинетической энергии с избытком покрывает энергию движения, которая теряется при торможении. Поэтому скорость спутника не уменьшается, а наоборот, увеличивается, в то время как орбита уменьшается. Следовательно, по мере снижения спутника его период обращения вокруг Земли сокращается.

Описанное возмущенное движение спутника дано в первом приближении. В действительности элементы орбиты спутника испытывают более сложные и разнообразные возмущения. Сжатие Земли, отличие гравитационного поля от поля сферически-симметричной притягивающей массы, вызывают не только вековые возмущения долготы восходящего узла Ω и расстояния перигея от узла ω . Они являются также причиной их периодических возмущений, а также эксцентриситета e (правда, весьма умеренных) и малых колебаний наклона орбиты к экватору i .

Наличие атмосферы вызывает не только вековое уменьшение большой полуоси a и эксцентриситета e . Боковое давление на спутник, создаваемое вращающей атмосферой, приводит к монотонному изменению i , знак которого определяется направлением движения спутника на орбите. Атмосфера обуславливает также малые периодические изменения Ω и ω .

Наконец, возмущающие действия Луны и Солнца вызывают малые периодические возмущения всех элементов орбиты спутника.

§ 60. Движение космических аппаратов

Траектория космического аппарата состоит из двух основных участков: активного и пассивного. Движение на активном участке определяется в основном тягой реактивных двигателей и притяжением Земли. Пассивный участок траектории начинается с момента выключения двигателя последней ступени. На пассивном участке космический аппарат движется под действием притяжения Земли и других тел Солнечной системы (Луны, Солнца, планет).

При предварительном расчете космических траекторий пользуются приближенной методикой, которая заключается в следующем. Если скорость аппарата в начале пассивного участка равна (или больше) параболической скорости (2.20) относительно Земли, то, если пренебречь возмущениями, космический аппарат будет двигаться относительно Земли по параболе (или по гиперболе) до тех пор, пока он не выйдет из сферы действия Земли или не войдет в сферу действия другого небесного тела.

Сферой действия какого-либо тела с массой m относительно другого тела с массой m' называется область, внутри которой выполняется условие

$$\frac{\Delta g}{g} < \frac{\Delta g'}{g'},$$

где g и g' — гравитационные ускорения в поле тяготения тел m и m' , а Δg и $\Delta g'$ — возмущающие ускорения соответственно со стороны m' и m . Радиус сферы действия равен

$$\rho = r \left(\frac{m}{m'} \right)^{2/5},$$

где r — расстояние между телами m и m' . Например, радиус сферы действия Земли относительно Солнца — 930 000 км, а радиус сферы действия Луны относительно Земли — 66 000 км.

Говорить в указанном смысле о сфере действия Солнца можно, строго говоря, лишь как об области пространства, определенной по отношению к звездам. Ниже мы для простоты будем понимать под сферой действия Солнца просто область окосолнечного пространства, за исключением сфер действия планет относительно Солнца.

Войдя в сферу действия другого небесного тела, космический аппарат будет двигаться дальше под действием силы притяжения этого тела. Притяжение Земли перестанет оказывать на движение аппарата существенное влияние и будет играть роль возмущающей силы.

Характер дальнейшего движения космического аппарата зависит от величины его скорости на границе сферы действия небесного тела. Если эта скорость относительно небесного тела равна нулю, то космический аппарат упадет на него.

Если скорость аппарата относительно небесного тела будет больше нуля, но меньше параболической скорости, то при некоторых дополнительных условиях аппарат может стать искусственным спутником этого тела и будет обращаться вокруг него по круговой или эллиптической орбите.

Наконец, если скорость космического аппарата будет равна или больше параболической скорости, то аппарат, описав относительно небесного тела отрезок параболы или гиперболы, удалится от него, а затем выйдет из его сферы действия.

Таким образом, космический аппарат может упасть на поверхность любого тела Солнечной системы, может стать его искусственным спутником и может выйти из пределов Солнечной системы. В последнем случае он должен иметь на границе сферы действия Земли с Солнцем скорость, равную или большую параболической скорости относительно Солнца.

Первой искусственной планетой стала советская космическая ракета, запущенная 2 января 1959 г.

Для того чтобы космический аппарат преодолел притяжение Земли и ушел в космическое пространство, необходимо в начале пассивного участка сообщить ему скорость, равную или большую скорости

$$v_{\pi} = v_c \sqrt{2} = \sqrt{\frac{2fm}{R+h}}, \quad (2.28)$$

где h — линейная высота начальной точки пассивного участка. У поверхности Земли $h = 0$ и

$$v_{2к} = v_{1к} \sqrt{2} = 11,2 \text{ км/сек.}$$

Скорость $v_{2к}$ называется *второй космической скоростью относительно Земли*. Параболическая скорость на высоте h меньше второй космической скорости $v_{2к}$ и определяется из уравнения (2.28) или по формуле

$$v_{\pi} = v_{2к} \sqrt{\frac{R}{R+h}}.$$

Скорость космического аппарата в любой точке на пассивном участке (без учета возмущений) определяется по формуле

$$v^2 = fm \left(\frac{2}{r} - \frac{1}{a} \right). \quad (2.29)$$

Для того чтобы космический аппарат, преодолев притяжение Земли и войдя в сферу действия Солнца, не упал на его поверхность, он должен иметь в этот момент скорость относительно Солнца, отличную от нуля. Разность гелиоцентрической скорости аппарата V (определяющей форму его орбиты относительно Солнца) и гелиоцентрической скорости Земли V_3 называется дополнительной скоростью аппарата $V_{\text{доп}}$. С этой скоростью аппарат покидает сферу действия Земли относительно Солнца.

Начальная скорость космического аппарата v_0 , согласно формуле (2.29), определяется из уравнения

$$v_0^2 = \frac{2fm}{R+h} - \frac{fm}{a}.$$

Скорость аппарата на расстоянии $r = \rho$ (где ρ — радиус сферы действия Земли), т. е. дополнительная скорость аппарата $V_{\text{доп}}$, согласно той же формуле (2.29) определится из уравнения

$$V_{\text{доп}}^2 = \frac{2fm}{\rho} - \frac{fm}{a}.$$

Из двух последних уравнений получим

$$v_0^2 - V_{\text{доп}}^2 = \frac{2fm}{R+h} - \frac{2fm}{\rho}.$$

Первый член в правой части, согласно формуле (2.28), равен v_{π}^2 , а второй при $\rho \rightarrow \infty$ обращается в нуль. Тогда начальная

скорость космического аппарата определится по формуле

$$v_0 = \sqrt{v_{\pi}^2 + V_{\text{доп}}^2}. \quad (2.30)$$

Воспользуемся формулой (2.30) и рассчитаем, какова должна быть начальная скорость, чтобы космический аппарат, запущенный с поверхности Земли, покинул пределы Солнечной системы. В этом случае гелиоцентрическая скорость аппарата V должна быть равна параболической скорости относительно Солнца. Круговая скорость Земли относительно Солнца $V_c = 29,8 \text{ км/сек}$ (см. § 40). Параболическая скорость относительно Солнца на расстоянии Земли от Солнца равна $V_{\pi} = V_c \sqrt{2} = 42,1 \text{ км/сек}$. Следовательно, гелиоцентрическая скорость космического аппарата должна быть равна $V = V_{\pi} = 42,1 \text{ км/сек}$.

Если за гелиоцентрическую скорость Земли V_3 принять ее круговую скорость V_c , т. е. $V_3 = V_c = 29,8 \text{ км/сек}$, то при выходе космического аппарата из сферы действия Земли в направлении орбитального движения Земли его дополнительная скорость будет такой:

$$V_{\text{доп}} = V_{\pi} - V_c = (42,1 - 29,8) \text{ км/сек} = 12,3 \text{ км/сек}.$$

а при выходе в сторону, противоположную орбитальному движению Земли,

$$V_{\text{доп}} = V_{\pi} + V_c = 71,9 \text{ км/сек}.$$

Тогда начальная скорость космического аппарата, согласно формуле (2.30), в первом случае будет равна

$$v_0 = \sqrt{(11,2)^2 + (12,3)^2} = 16,6 \text{ км/сек},$$

а во втором случае

$$v_0 = \sqrt{(11,2)^2 + (71,9)^2} = 72,8 \text{ км/сек}.$$

Следовательно, скорость, при которой запущенный с Земли космический аппарат может уйти за пределы Солнечной системы, сильно зависит от направления выхода аппарата из сферы действия Земли по отношению к направлению орбитального движения Земли и лежит в пределах

$$16,6 \text{ км/сек} \leq v_0 \leq 72,8 \text{ км/сек}.$$

Минимальная скорость $v_{\text{зк}} = 16,6 \text{ км/сек}$ называется *третьей космической скоростью относительно Земли*.

ОПРЕДЕЛЕНИЕ РАЗМЕРОВ, ФОРМЫ НЕБЕСНЫХ ТЕЛ
И РАССТОЯНИЙ ДО НИХ

§ 61. Определение радиуса Земли. Триангуляция

Согласно теории всемирного тяготения всякое массивное, изолированное тело, вращающееся вокруг оси с определенной скоростью (не очень быстро), должно принять форму, близкую к шару. Действительно, все наблюдаемые массивные небесные тела (Солнце, Луна, планеты) имеют формы, мало отличающиеся от правильных шаров. Шарообразность Земли хорошо видна на ее фотографиях, полученных из космоса (1967—1969 гг.).

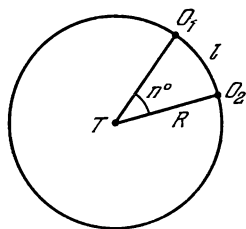


Рис. 38. Измерение радиуса земного шара.

Шарообразность Земли позволяет определить ее размеры способом, который был впервые применен еще Эратосфеном в III в. до н. э. Идея этого способа проста. Возьмем на земном шаре две точки O_1 и O_2 , лежащие на одном географическом меридиане (рис. 38). Обозначим длину дуги меридиана O_1O_2 (например, в километрах) через l , а ее угловое значение (например, в градусах) — через n° . Тогда длина дуги 1° меридиана l_0 будет равна $l_0 = \frac{l}{n^\circ}$, а длина всей окружности меридиана $L = 360^\circ l_0 = \frac{360^\circ l}{n^\circ} = 2\pi R$, где R — радиус земного шара. Отсюда

$$R = \frac{180^\circ l}{\pi n^\circ}.$$

Угловое значение дуги n° равно разности географических широт точек O_1 и O_2 , т. е. $n^\circ = \varphi_1 - \varphi_2$, определение которых представляет простую астрометрическую задачу (см. § 86, 87).

Значительно сложнее определить линейное расстояние l между точками O_1 и O_2 . Непосредственное измерение расстояния по кратчайшей линии между этими точками, отстоящими одна от другой на сотни километров, невыполнимо вследствие естественных препятствий — гор, лесов, рек и т. п. Поэтому длина дуги l определяется путем вычислений с помощью специального способа, который требует непосредственного измерения только

сравнительно небольшого расстояния — *базиса* и ряда углов. Этот способ разработан в геодезии и называется *триангуляцией*.

Суть метода триангуляции заключается в следующем. По обе стороны дуги O_1O_2 (рис. 39), длину которой необходимо определить, выбирается несколько точек A, B, C, \dots на расстояниях 30—40 км одна от другой. Точки выбираются так, чтобы из каждой были видны по меньшей мере две другие точки. Во всех точках устанавливаются геодезические сигналы — вышки в форме пирамид — высотой в несколько десятков метров. Наверху сигнала устраивается площадка для наблюдателя и инструмента. Расстояние между какими-нибудь двумя точками, например O_1A , выбирается на совершенно ровной поверхности и принимается за базис. Длину базиса очень тщательно измеряют непосредственно с помощью специальных мерных лент. Наиболее точные современные измерения базиса длиной в 10 км производятся с ошибкой ± 2 мм. Затем устанавливают угломерный инструмент (теодолит) последовательно в точках O_1, A, B, C, \dots, O_2 и измеряют все углы треугольников O_1AB, ABC, BCD, \dots . Зная в треугольнике O_1AB все углы и сторону O_1A (базис), можно вычислить и две другие его стороны O_1B и AB , а зная сторону AB и все углы треугольника ABC , можно вычислить стороны AC и BC и т. д. Иными словами, зная в этой цепи треугольников только одну сторону (базис) и все углы, можно вычислить длину ломаной линии O_1BDO_2 (или O_1ACEO_2). При этих вычислениях учитывается, что треугольники не плоские, а сферические. Далее, определив из точки O_1 азимут направления стороны O_1B (или O_1A), можно спроецировать ломаную линию O_1BDO_2 (или O_1ACEO_2) на меридиан O_1O_2 , т. е. получить длину дуги O_1O_2 в линейных мерах.

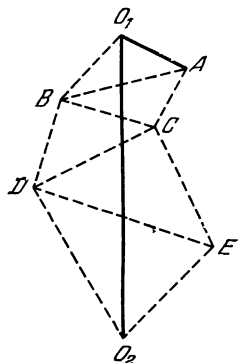


Рис. 39. Триангуляция.

Рис. 39. Триангуляция.

§ 62. Размеры и форма Земли

Метод триангуляции впервые был применен Снеллиусом в 1615 г. при измерении дуги меридиана в Голландии. С тех пор и до настоящего времени в разных странах, на разных широтах было измерено много дуг на поверхности Земли и не только по меридианам, но и по параллелям. Все эти измерения показали, что длина дуги 1° меридиана не одинакова под разными широтами: около экватора она равна 110,6 км, а около полюсов — 111,7 км, т. е. увеличивается к полюсам. Это означает, что кривизна земной поверхности меньше в полярных областях,

чем в экваториальных. Следовательно, Земля отличается от шара и имеет несколько сплюснутую форму, близкую к сфероиду (эллипсоиду вращения).

На протяжении последних полутора столетий неоднократно определялись элементы земного сфероиды, форма которого наилучшим образом согласовывалась с наиболее точными измерениями дуг. Фундаментальные определения были сделаны в СССР Ф. Н. Красовским и А. А. Изотовым в 1940 г. Согласно их исследованиям малая полуось сфероиды, совпадающая с осью вращения Земли, равна $b = 6356,86 \text{ км}$, а большая полуось, лежащая в плоскости экватора, $a = 6378,24 \text{ км}$. Отношение $\epsilon = \frac{a-b}{a}$, называемое *сжатием сфероиды*, равно $\frac{1}{298,3}$.

Попытки изобразить поверхность Земли более сложной геометрической фигурой, например, трехосным эллипсоидом, все три оси которого отличаются одна от другой по длине, пока не дали согласующихся между собой результатов. Тем не менее при выводе элементов эллипсоиды Красовского экваториальное сжатие Земли было принято равным $\frac{1}{30\,000}$, что соответствует разности между наибольшим и наименьшим экваториальными радиусами Земли всего лишь в 213 м. При этом долгота наибольшего экваториального радиуса (наибольшего меридиана) равна 15° к востоку.

Одной из многочисленных и разнообразных научных задач, решаемых с помощью ИСЗ, является задача исследования формы Земли. Уже в настоящее время с помощью ИСЗ более точно определены некоторые элементы ее фигуры.

В результате таких исследований была получена (см., например, Д. Кинг-Хили, Искусственные спутники и научные исследования, ИЛ, 1963) величина экваториального радиуса Земли $a = 6375,75 \text{ км}$. Величина северного полярного радиуса оказалась равной $6355,39 \text{ км}$, а южного полярного радиуса — $6355,36 \text{ км}$, т. е. южный полюс Земли находится на 30 м ближе к центру Земли, чем северный. Сжатие Земли $\epsilon = \frac{1}{298,2}$ оказалось почти таким же, как у эллипсоиды Ф. Н. Красовского и А. А. Изотова.

На основе многочисленных определений Международный астрономический союз в 1964 г. принял следующие значения элементов земного эллипсоиды:

$$a = 6378,16 \text{ км},$$

$$b = 6356,78 \text{ км} \text{ (оба полярных радиуса — одинаковы),}$$

$$\epsilon = 1 : 298,25,$$

что очень близко к результатам советских исследований.

Истинная фигура Земли отличается и от сфероида, и от трехосного эллипсоида и не может быть представлена ни одной из известных математических фигур. Поэтому, говоря о фигуре Земли, имеют в виду нефизическую форму земной поверхности, с океанами и материками, с их возвышенностями и впадинами, а так называемую *поверхность геоида*.

Поверхность, нормальными к которой в любой из ее точек являются отвесные линии, называется *уровенной поверхностью*, или *поверхностью равновесия*. Уровенных поверхностей, как внутри Земли, так и охватывающих земную поверхность, или пересекающихся с ней, можно провести бесчисленное множество.

Та поверхность равновесия, которая совпадает в открытом океане с поверхностью покоящейся свободной воды, называется геоидом.

Поверхность геоида мало отличается от поверхности земного эллипсоида, как правило, поднимаясь над ней внутри материков и опускаясь в океанах (рис. 40). Разность уровней

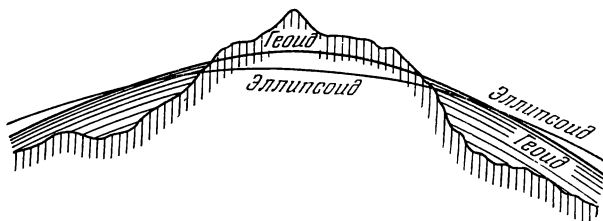


Рис. 40. Поверхность геоида и эллипсоида.

геоида и наиболее близкого к нему по размерам и форме эллипсоида, исключая немногие места на Земле, меньше 100 м.

Изучение истинной фигуры Земли является одной из основных задач геодезии и гравиметрии и состоит из определения элементов эллипсоида, наиболее близкого к геоиду, и положения отдельных частей поверхности геоида относительно эллипсоида.

§ 63. Определение расстояний до небесных тел

Определение расстояний до тел Солнечной системы основано на измерении их горизонтальных параллаксов, рассмотренных в § 31.

Зная горизонтальный экваториальный параллакс p_0 светила, легко определить его расстояние от центра Земли (см. рис. 20). Действительно, если $TO = R_0$ есть экваториальный радиус Земли, $TM = \Delta$ — расстояние от центра Земли до светила M , а угол p — горизонтальный экваториальный параллакс светила

p_0 , то из прямоугольного треугольника $ТОМ$ имеем

$$\Delta = \frac{R_0}{\sin p_0}. \quad (3.1)$$

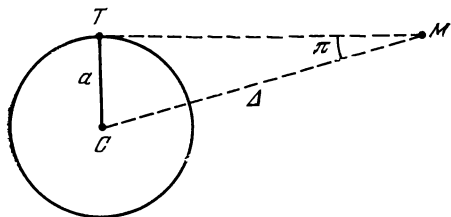
Для всех светил, кроме Луны, параллаксы очень малы. Поэтому формулу (3.1) можно написать иначе, положив

$$\sin p_0 = p_0'' \sin 1'' = \frac{p_0''}{206\,265''},$$

а именно,

$$\Delta = \frac{206\,265'' R_0}{p_0''}. \quad (3.2)$$

Расстояние Δ получается в тех же единицах, в которых выражен радиус Земли R_0 . По формуле (3.2) определяются расстояния до тел Солнечной системы. Быстрое развитие радиотехники дало астрономам возможность определять расстояния до тел Солнечной системы радиолокационными методами. В 1946 г. была произведена радиолокация Луны, а в 1957—1963 гг. — радиолокация Солнца, Меркурия, Венеры, Марса и Юпитера. По скорости распространения радиоволн $c = 3 \cdot 10^5$ км/сек и по промежутку времени t (сек) прохождения радиосигнала с Земли до небесного тела и обратно легко вычислить расстояние до небесного тела



$$\Delta = \frac{ct}{2}.$$

Рис. 41. Годи́чный параллакс звезд.

перемещением наблюдателя (вместе с Землей) по земной орбите (рис. 41).

Угол, под которым со звезды был бы виден средний радиус земной орбиты при условии, что направление на звезду перпендикулярно к радиусу, называется *годи́чным параллаксом* звезды π . Если $CT = a$ есть средний радиус земной орбиты, $MC = \Delta$ — расстояние звезды M от Солнца C , а угол π — *годи́чный параллакс* звезды, то из прямоугольного треугольника $СТМ$ имеем

$$\Delta = \frac{a}{\sin \pi}. \quad (3.3)$$

Годичные параллаксы звезд меньше $1''$, и поэтому

$$\Delta = \frac{206\,265'' a}{\pi''}. \quad (3.4)$$

Расстояние Δ по этим формулам получается в тех же единицах, в которых выражено среднее расстояние a Земли от Солнца.

§ 64. Единицы расстояний в астрономии

Если расстояния до небесных тел очень велики, то выражать их в километрах неудобно, так как получаются очень большие числа, состоящие из многих цифр.

Поэтому в астрономии, помимо километров, приняты следующие единицы расстояний:

астрономическая единица (а. е.) — среднее расстояние Земли от Солнца;

парсек (pc) — расстояние, соответствующее годичному параллаксу в $1''$;

световой год — расстояние, которое свет проходит за один год, распространяясь со скоростью около $300\,000\text{ км/сек}$. Если астрономическую единицу принять равной $149\,600\,000\text{ км}$ (см. § 66), то $1\text{ } pc = 30,86 \cdot 10^{12}\text{ км} = 206\,265\text{ а. е.} = 3,26\text{ светового года}$; $1\text{ световой год} = 9,460 \cdot 10^{12}\text{ км} = 63\,240\text{ а. е.} = 0,3067\text{ } pc$.

В астрономических единицах обычно выражаются расстояния до тел Солнечной системы. Например, Меркурий находится от Солнца на расстоянии $0,387\text{ а. е.}$, а Плутон — на расстоянии $39,75\text{ а. е.}$

Расстояния до небесных тел, находящихся за пределами Солнечной системы, обычно выражаются в парсеках, килопарсеках ($1000\text{ } pc$) и мегапарсеках ($1\,000\,000\text{ } pc$), а также в световых годах. В этих случаях

$$\Delta = \frac{1}{\pi''} pc \quad \text{и} \quad \Delta = \frac{3,26}{\pi''} \text{ световых лет.}$$

Ближайшая к Солнцу звезда «Проксима Центавра» имеет годичный параллакс $\pi = 0'',762$. Следовательно, она находится от нас на расстоянии $1,31\text{ } pc$ или $4,26\text{ светового года}$.

§ 65. Определение суточного и годичного параллаксов из наблюдений

Пусть из двух точек O_1 и O_2 (рис. 42) на поверхности Земли, лежащих на одном географическом меридиане, измерены зенитные расстояния z_1 и z_2 одного и того же светила M в момент прохождения его через небесный меридиан. Предположим далее, что оба пункта наблюдения находятся в северном полушарии и светило наблюдалось в каждом из них к югу от зенита.

Следовательно,

$$z_1 = \varphi_1 - \delta_1 \quad \text{и} \quad z_2 = \varphi_2 - \delta_2,$$

где φ_1 и φ_2 — географические широты пунктов, а δ_1 и δ_2 — топоцентрические склонения светила, отличающиеся от его геоцентрического склонения δ на величины (см. § 31)

$$p_1 = p \sin z_1 \quad \text{и} \quad p_2 = p \sin z_2.$$

В четырехугольнике O_1TO_2M (рис. 42) угол O_1MO_2 равен $(p_1 - p_2)$, угол MO_2T тупой (больше 180°) и равен $(180^\circ + z_2)$, угол O_1TO_2 равен $(\varphi_1 - \varphi_2)$ и, наконец, угол TO_1M равен $(180^\circ - z_1)$. Так как сумма внутренних углов четырехугольника равна четырем прямым, то

$$360^\circ = p_1 - p_2 + 180^\circ + z_2 + \\ + \varphi_1 - \varphi_2 + 180^\circ - z_1$$

или

$$p_1 - p_2 = (\varphi_2 - z_2) - (\varphi_1 - z_1).$$

Принимая во внимание соотношения, написанные выше, имеем

$$p(\sin z_1 - \sin z_2) = \\ = [\sin(\varphi_1 - \delta_1) - \sin(\varphi_2 - \delta_2)] \cdot p = \\ = \delta_2 - \delta_1,$$

откуда горизонтальный параллакс светила

$$p = \frac{\delta_2 - \delta_1}{\sin(\varphi_1 - \delta_1) - \sin(\varphi_2 - \delta_2)}.$$

Рис. 42. Определение суточного параллакса

По значениям радиуса Земли R в месте наблюдения и экваториального радиуса Земли R_0 вычисляется горизонтальный экваториальный параллакс

$$p_0 = p \cdot \frac{R_0}{R}.$$

Горизонтальный параллакс светила можно определить и из измерений его прямого восхождения из одного и того же места на Земле, но в различные моменты времени. За промежуток времени между этими моментами вращение Земли переносит наблюдателя из одной точки пространства в другую, что дает соответствующее параллактическое смещение светила. Таким образом, горизонтальный параллакс светила определяется из его топоцентрических координат, полученных из соответствующих и целесообразно выполненных наблюдений.

Аналогичным путем получается годичный параллакс звезд, только в этом случае определяются геоцентрические координаты звезды из наблюдений, произведенных в двух различных точках орбиты Земли и приблизительно через полгода одно после другого (см. § 92). Параллаксы, определенные по параллактическому смещению светила, называются *тригонометрическими*.

Наилучшие современные угломерные инструменты позволяют надежно определять годичное параллактическое смещение звезд до расстояния не свыше 100 пс ($\pi = 0'',01$). Поэтому тригонометрические годичные параллаксы известны лишь для сравнительно небольшого числа звезд (около 6000), наиболее близких к Солнцу. Расстояния до более далеких объектов определяются различными косвенными методами.

§ 66. Определение астрономической единицы (параллакса Солнца)

Если известны радиус Земли R и горизонтальный параллакс Солнца ρ_{\odot} , то по формуле (3.2) легко вычислить среднее расстояние Земли от Солнца, т. е. значение астрономической единицы в километрах. Точность определения астрономической единицы почти целиком зависит от точности горизонтального параллакса Солнца ρ_{\odot} . Однако непосредственное определение горизонтального параллакса Солнца способом, описанным в предыдущем параграфе, дает слишком грубые результаты вследствие удаленности Солнца и больших ошибок наблюдений, возникающих от нагревания инструмента солнечными лучами. Поэтому точное значение горизонтального параллакса Солнца определяется косвенным путем, по измеренному горизонтальному параллаксу планеты, которая подходит к Земле на расстояние меньшее, чем расстояние Земли от Солнца, и наблюдение которой удобно производить.

До XX в. для этой цели использовали наблюдения Марса во время его *великих противостояний*, когда он находится от Земли на расстоянии около 55 млн. км. (Противостояние планеты называется великим, если она в это время находится вблизи перигелия своей орбиты. Последнее великое противостояние Марса наблюдалось в 1971 г., следующее произойдет в 1988 г.)

Пусть для упрощения задачи в момент великого противостояния Марса (рис. 43) Солнце S , Земля T и Марс M находятся на одной прямой, причем Земля — на среднем расстоянии $a_0 = 1 \text{ а. е.}$ от Солнца, а Марс — в перигелии, на расстоянии $q = a(1 - e)$, где a — большая полуось и e — эксцентриситет орбиты Марса. Обозначим через ρ_{\odot} горизонтальный экваториальный параллакс Солнца, через ρ горизонтальный экваториальный параллакс Марса и через Δ — его геоцентрическое

расстояние (т. е. расстояние от Земли), а через R_0 — экваториальный радиус Земли. Тогда

$$R_0 = a_0 \sin p_{\odot}$$

и

$$R_0 = \Delta \sin p = (q - a_0) \sin p = [a(1 - e) - a_0] : \sin p.$$

Приравняв правые части и заменив синусы малых углов самими углами, получим

$$a_0 p_{\odot} = [a(1 - e) - a_0] \cdot p,$$

откуда

$$p_{\odot} = \left[\frac{a}{a_0} (1 - e) - 1 \right] \cdot p.$$

Отношение $\frac{a}{a_0}$ вычисляется с большой точностью из теории движения планет по третьему закону Кеплера, а параллакс Марса p и эксцентриситет e его орбиты определяется из наблюдений.

В 1898 г. была открыта малая планета Эрос (или Эрот), которая в моменты своих великих противостояний, повторяющихся через 37 лет, иногда подходит к Земле в 2,5 раза ближе,

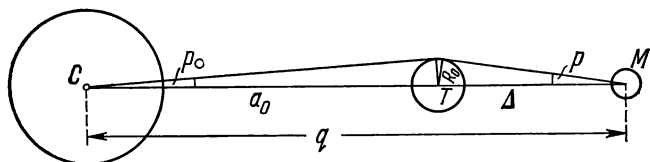


Рис. 43. Определение параллакса Солнца.

чем Марс. Первое такое противостояние произошло в феврале 1931 г., когда Эрос приблизился к Земле на расстояние около 0,15 а. е. В это время его параллакс достиг $60''$. В результате тщательных наблюдений Эроса, произведенных на 24 обсерваториях разных стран по заранее разработанному плану, горизонтальный экваториальный параллакс Солнца получился равным $p_{\odot} = 8'',790 \pm 0'',001$.

Определения солнечного параллакса производятся не только геометрическими методами, основанными на непосредственном измерении параллактического смещения, но широко применяются также и динамические методы, основанные на законе всемирного тяготения, и физические, основанные на скорости распространения радиоволн.

Самые точные определения астрономической единицы были произведены в 1961—1963 гг. в СССР и США по радиолока-

ционными наблюдениям Меркурия и Венеры. В результате этих измерений было получено значение а. е., равное 149 598 500 км с ошибкой ± 500 км.

В 1964 г. XII съезд Международного Астрономического союза (МАС) принял решение с 1970 г. использовать новые значения параллакса Солнца и а. е.:

$$p_{\odot} = 8'',794 \quad \text{и} \quad 1 \text{ а. е.} = 149,6 \cdot 10^6 \text{ км}$$

взамен старых ($p_{\odot} = 8'',80$, $1 \text{ а. е.} = 149,5 \cdot 10^6 \text{ км}$), принятых в 1896 г.

§ 67. Определение размеров и формы светил

Угол, под которым с Земли виден диск светила, называется его *угловым* диаметром. Угловые диаметры некоторых небесных тел (Солнца, Луны, планет) можно определить непосредственно из наблюдений.

Если известен угловой диаметр (или радиус) светила и его расстояние от Земли, то легко вычислить его истинный диаметр (или радиус) в линейных мерах. Действительно, если (рис. 44) ρ — угловой радиус светила M , Δ — расстояние между центрами светила и Земли, p_0 — горизонтальный экваториальный параллакс светила, а R_0 и r — линейные радиусы Земли T и светила M , то $r = \Delta \sin \rho$, а $R_0 = \Delta \sin p_0$, откуда

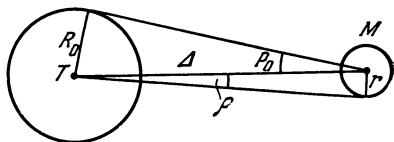


Рис. 44. Определение линейных размеров светил.

$$r = \frac{\sin \rho}{\sin p_0} R_0,$$

или, по малости углов ρ и p_0 ,

$$r = \frac{\rho}{p_0} R_0.$$

Форму небесных тел можно определить, измеряя различные диаметры их дисков. Если тело сплющенное, то один из его диаметров окажется больше, а один — меньше всех других диаметров. Измерения диаметров планет показали, что помимо Земли сплюснутую форму имеют Марс, Юпитер, Сатурн, Уран и Нептун.

Линейные размеры и форма небесных тел, угловые размеры которых непосредственно измерить нельзя (например, малые планеты и звезды), определяются специальными методами.

§ 68. Строение Солнечной системы

Солнце и совокупность космических тел, обращающихся вокруг него, образуют *Солнечную систему*.

В Солнечную систему входят: Солнце, являющееся динамическим центром всей системы, 9 больших планет, 32 спутника планет, более 1800 малых планет или астероидов, много комет (наблюдались появления свыше 500 комет) и множество метеорных тел.

Тщательные научные исследования дали обширную информацию о движении этих тел в пространстве, что позволяет составить достаточно точный план строения Солнечной системы. В приложениях к этой книге даны таблицы с числовыми характеристиками больших планет и их спутников — основных и наиболее массивных (после Солнца) членов Солнечной системы. Здесь же мы ограничимся лишь общим описанием ее строения.

Все большие планеты движутся вокруг Солнца в одном направлении, против часовой стрелки, если смотреть со стороны северного полюса эклиптики (прямое движение). Их невозмущенные орбиты — эллипсы, с небольшими эксцентриситетами и малыми наклонениями к эклиптике. Вращение почти всех больших планет, а также Солнца и Луны, вокруг осей происходит в том же направлении, в котором планеты движутся вокруг Солнца (прямое вращение). Исключением являются Уран и Венера (см. § 135), у которых вращение обратное. Расстояния планет от Солнца образуют закономерную последовательность: промежутки между орбитами увеличиваются с удалением от Солнца (см. § 140, правило Тициуса — Бодé). Среднее расстояние от Солнца самой далекой планеты Плутон составляет 39,75 а.е. Если это расстояние принять за радиус Солнечной системы, то он окажется примерно в 700 раз меньше расстояния до ближайшей звезды Проксимы Центавра.

Спутники обращаются вокруг планет, подобно тому как планеты обращаются вокруг Солнца. Большинство спутников движется в прямом направлении, исключая 11 спутников с обратным движением, при этом 5 из них (спутники Урана) имеют, следовательно, то же направление движения, что и вращение планеты.

Малые планеты, или астероиды, движутся вокруг Солнца, как и большие планеты, в прямом направлении. Их орбиты имеют в среднем большие эксцентриситеты и большие наклоны, чем орбиты больших планет. Большинство орбит астероидов расположено между орбитами Марса и Юпитера, однако некоторые из них могут заходить внутрь орбиты Меркурия (Икар) и удаляться до орбиты Сатурна (Гидальго). У некоторых асте-

роидов обнаружено вращение вокруг осей, причем в ряде случаев оно оказывается обратным.

Движение комет отличается большим разнообразием. Невозмущенные орбиты большинства комет — очень сильно вытянутые эллипсы с эксцентриситетами, близкими к 1. В редких случаях, в результате возмущений от планеты, кометы вблизи Солнца движутся по гиперболам ($e > 1$), но те же возмущения могут вернуть кометы на эллиптические орбиты. Расстояние в афелии у некоторых комет достигает 50 000—100 000 а. е., а период обращения — нескольких миллионов лет. У немногих короткопериодических комет орбиты почти круговые. Наклонения орбит комет также разнообразны и часто превышают 90° , т. е. кометы движутся вокруг Солнца как в прямом, так и в обратном направлении.

Движение отдельных метеорных тел очень сложное, но многие из них образуют метеорные потоки, движущиеся по орбитам, подобным орбитам комет.

Более детально характеристики тел Солнечной системы будут рассмотрены в гл. X.

ДВИЖЕНИЯ ЗЕМЛИ

§ 69. Движение Земли вокруг Солнца

Так как наблюдатель вместе с Землей движется в пространстве вокруг Солнца почти по окружности, то направление с Земли на близкую звезду должно меняться и близкая звезда должна казаться описывающей на небе в течение года некоторый эллипс. Этот эллипс, называемый параллактическим, будет тем более сжатым, чем ближе звезда к эклиптике и тем меньшего размера, чем дальше звезда от Земли. У звезды, находящейся в полюсе эклиптики, эллипс превратится в малый круг, а у звезды, лежащей на эклиптике, — в отрезок дуги большого круга, который земному наблюдателю кажется отрезком прямой (рис. 45).

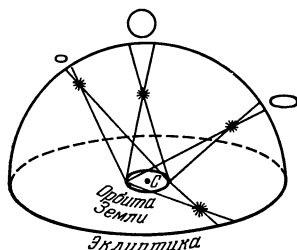


Рис. 45. Параллактические эллипсы.

Следовательно, наличие годовых параллаксов у звезд является доказательством движения Земли вокруг Солнца.

Первые определения годовых параллаксов звезд были сделаны в 1835—1840 гг. Струве, Бесселем и Гендерсоном¹⁾. Хотя эти определения

были не очень точными, однако они не только дали объективное доказательство движения Земли вокруг Солнца, но и внесли ясное представление об огромных расстояниях, на которых находятся небесные тела во Вселенной.

Вторым доказательством движения Земли вокруг Солнца является годовое абберационное смещение звезд, открытое еще в 1728 г. английским астрономом Брадлеем при попытке определить годичный параллакс звезды γ Дракона.

Абберацией вообще называется явление, состоящее в том, что движущийся наблюдатель видит светило не в том направ-

¹⁾ В. Струве (Россия) — 1835—1838 гг., Ф. Бессель (Германия) — 1837—1840 гг., Т. Гендерсон (Англия) — 1839—1840 гг.

лении, в котором он видел бы его в тот же момент, если бы находился в покое. Аберрацией называется также и сам угол между наблюдаемым (видимым) и истинным направлениями на светило. Различие этих направлений есть следствие сочетания скорости света и скорости наблюдателя.

Пусть в точке K (рис. 46) находится наблюдатель и крест нитей окуляра инструмента, а в точке O — объектив инструмента. Наблюдатель движется по направлению KA со скоростью v . Луч света от звезды M встречает объектив инструмента в точке O и, распространяясь со скоростью c , за время τ пройдет расстояние $OK = c\tau$ и попадет в точку K . Но изображение звезды на крест нитей не попадет, так как за это же время τ наблюдатель и крест нитей переместятся на величину $KK_1 = v\tau$ и окажутся в точке K_1 . Для того чтобы изображение звезды попало на крест нитей окуляра, надо инструмент установить не по истинному направлению на звезду KM , а по направлению K_0O и так, чтобы крест нитей находился в точке K_0 отрезка $K_0K = K_1K = v\tau$. Следовательно, видимое направление на звезду K_0M' должно составить с истинным направлением KM угол σ , который и называется аберрационным смещением светила.

Из треугольника KOK_0 следует:

$$\sin \sigma = \frac{v}{c} \sin \theta$$

или, по малости угла σ ,

$$\sigma = 206\,265'' \frac{v}{c} \sin \theta, \quad (4.1)$$

где θ — угловое расстояние видимого направления на звезду от точки неба, в которую направлена скорость наблюдателя. Эта точка называется *апексом движения* наблюдателя.

Наблюдатель, находящийся на поверхности Земли, участвует в двух ее основных движениях: в суточном вращении вокруг оси и в годичном движении Земли вокруг Солнца. Поэтому различают *суточную* и *годичную* аберрации. Суточная аберрация есть следствие сочетания скорости света со скоростью суточного вращения наблюдателя, а годичная — со скоростью его годичного движения.

Так как скорость годичного движения наблюдателя есть скорость движения Земли по орбите $v = 29,78$ км/сек, то,

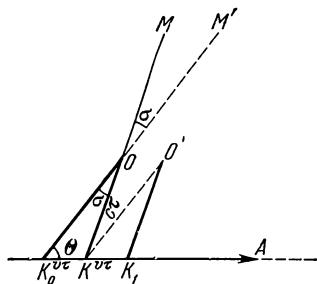


Рис. 46. Влияние аберрации света на видимое положение светил.

принимая $c = 299\,792$ км/сек, согласно формуле (4.1), будем иметь

$$\sigma = 20'',496 \sin \theta \approx 20'',50 \sin \theta.$$

Число $k_0 = 20'',496 \approx 20'',50$ называется *постоянной абerrации*.

Так как апекс годичного движения наблюдателя находится в плоскости эклиптики и перемещается за год на 360° , то видимое положение звезды, находящейся в полюсе эклиптики ($\theta = \beta = 90^\circ$), описывает в течение года около своего истинного положения малый круг с радиусом $20'',50$. Видимые положения остальных звезд описывают абerrационные эллипсы с полуосями $20'',50$ и $20'',50 \sin \beta$, где β — эклиптическая широта звезды. У звезд, находящихся в плоскости эклиптики ($\beta = 0$), эллипс превращается в отрезок дуги длиной $20'',50 \cdot 2 = 41'',00$, точнее, $40'',99$.

Таким образом, самый факт существования годичного абerrационного смещения у звезд является доказательством движения Земли вокруг Солнца.

Различие между параллактическим и абerrационным смещением заключается в том, что первое зависит от расстояния до звезды, второе только от скорости движения Земли по орбите. Большие полуоси параллактических эллипсов различны для звезд, находящихся на разных расстояниях от Солнца, и не превосходят $0'',76$, тогда как большие полуоси абerrационных эллипсов для всех звезд, независимо от расстояния, одинаковы и равны $20'',50$.

Кроме того, параллактическое смещение звезды происходит в сторону видимого положения Солнца, абerrационное же смещение направлено не к Солнцу, а к точке, лежащей на эклиптике, на 90° западнее Солнца.

§ 70. Смена времен года на Земле

Наблюдения показывают, что полюсы мира в течение года не меняют заметным образом своего положения среди звезд. Отсюда следует, что ось вращения Земли при движении ее вокруг Солнца остается параллельной сама себе. Кроме того, изменение склонения Солнца в течение года в пределах от $+23^\circ 27'$ (в момент летнего солнцестояния) до $-23^\circ 27'$ (в момент зимнего солнцестояния) свидетельствует о том, что ось вращения Земли не перпендикулярна к плоскости орбиты Земли, а наклонена к ней на угол в $66^\circ 33' = 90^\circ - 23^\circ 27'$.

Следствием движения Земли вокруг Солнца, наклона оси вращения Земли к плоскости орбиты и постоянства этого наклона является регулярная смена времен года на Земле.

Расположение Земли и ее оси вращения по отношению к направлению солнечных лучей в дни равноденствий и в дни солнцестояний показано на рис. 47. Угол между направлением солнечных лучей и нормалью к ровной площадке, расположенной горизонтально на поверхности Земли, в положении *I* равен $i_1 = \varphi - \varepsilon$, в положении *III* — $i_3 = \varphi + \varepsilon$, а в положении *II* — $i_2 = \varphi$, где ε — наклон эклиптики к экватору, а φ — географическая широта места.

Согласно законам физики, величина лучистого потока Φ , падающего на площадку, пропорциональна косинусу угла между направлением лучей и нормалью к площадке, т. е.

$$\Phi = \Phi_0 \cos i,$$

где Φ_0 — величина потока, перпендикулярно падающего на площадку ($i = 90^\circ$).

В день летнего солнцестояния (положение *I*)

$$\Phi_1 = \Phi_0 \cos(\varphi - \varepsilon).$$

В день зимнего солнцестояния (положение *III*)

$$\Phi_3 = \Phi_0 \cos(\varphi + \varepsilon).$$

Наконец, в дни равноденствий (положение *II*)

$$\Phi_2 = \Phi_0 \cos \varphi.$$

Таким образом, в течение года площадка на поверхности Земли, в зависимости от широты места, получает различное количество лучистой энергии (тепла). Так, например, на широте $\varphi = 55^\circ 45'$ Φ_1 больше Φ_3 в 4,6 раза, а Φ_2 в 1,5 раза меньше Φ_1 .

Следовательно, северное полушарие Земли в течение весны и лета (с 21 марта по 23 сентября) получает гораздо больше тепла, чем осенью и зимой (с 23 сентября по 21 марта). Южное полушарие, наоборот, больше получает тепла с 23 сентября по 21 марта и меньше — с 21 марта по 23 сентября.

Поток лучистой энергии, падающей на Землю, изменяется также и обратно пропорционально квадрату расстояния до Солнца, но это изменение существенной роли в смене времен года на Земле не играет, так как орбита Земли мало отличается от окружности. Действительно, если в афелии Земля

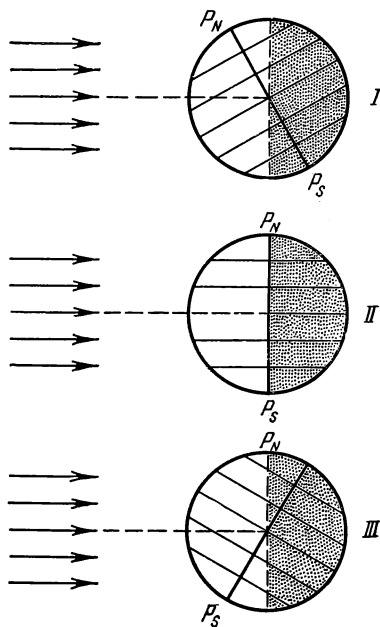


Рис. 47. Положение Земли относительно солнечных лучей в различные сезоны года.

получает Φ солнечного тепла, то в перигелии она получает $1,07 \Phi$, т. е. на 7% больше. Этим различием и объясняется несколько менее суровая зима и более прохладное лето в северном полушарии, по сравнению с зимой и летом в южном полушарии Земли.

С наклоном оси вращения Земли к плоскости своей орбиты связано также и распределение тепловых поясов на Земле (см. § 16 и 17).

§ 71. Вращение Земли вокруг оси

Вращение Земли вокруг оси проявляется во многих явлениях на ее поверхности. Например, пассаты (постоянные ветры в тропических областях обоих полушарий, дующие к экватору) вследствие вращения Земли с запада на восток дуют с северо-востока в северном полушарии и с юго-востока — в южном полушарии; в северном полушарии подмываются правые берега

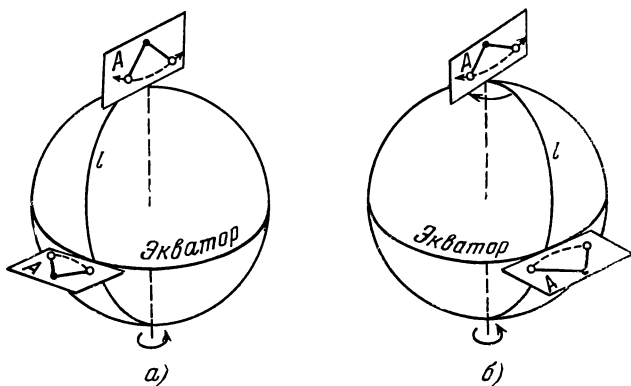


Рис 48. Маятник Фуко. A — плоскость качания маятника.

рек, в южном — левые; при движении циклона с юга на север его путь отклоняется к востоку и т. д.

Но наиболее наглядным следствием вращения Земли является опыт с физическим маятником, впервые поставленный физиком Фуко в 1851 г.

Опыт Фуко основан на свойстве свободного маятника сохранять неизменным в пространстве направление плоскости своих колебаний, если на него не действует никакая сила, кроме силы тяжести. Пусть маятник Фуко подвешен на северном полюсе Земли и колеблется в какой-то момент в плоскости определенного меридиана l (рис. 48, a). Через некоторое время наблюдателю, связанному с земной поверхностью и не замечаящему своего вращения, будет казаться, что плоскость колебаний

маятника непрерывно смещается в направлении с востока на запад, «за Солнцем», т. е. по ходу часовой стрелки (рис. 48, б). Но так как плоскость качания маятника не может произвольно менять своего направления, то приходится признать, что в действительности поворачивается под ним Земля в направлении с запада к востоку. За одни звездные сутки плоскость колебаний маятника совершит полный оборот относительно поверхности Земли с угловой скоростью $\omega = 15^\circ$ в звездный час. На южном полюсе Земли маятник совершит за 24 звездных часа также один оборот, но против часовой стрелки.

Если маятник подвесить на земном экваторе и ориентировать плоскость его качания в плоскости экватора, т. е. под прямым углом к меридиану l (рис. 48), то наблюдатель не заметит смещения плоскости его колебаний относительно земных предметов, т. е. она будет казаться неподвижной и оставаться перпендикулярной к меридиану. Результат не изменится, если маятник на экваторе будет колебаться в какой-либо другой плоскости. Обычно говорят, что на экваторе период вращения плоскости колебаний маятника Фуко бесконечно велик.

Если маятник Фуко подвесить на широте φ , то его колебания будут происходить в плоскости, вертикальной для данного места Земли.

Вследствие вращения Земли наблюдателю будет казаться, что плоскость колебаний маятника поворачивается вокруг вертикали данного места. Угловая скорость этого поворота ω_φ равна проекции вектора угловой скорости вращения Земли ω на вертикаль в данном месте O (рис. 49), т. е.

$$\omega_\varphi = \omega \sin \varphi = 15^\circ \sin \varphi.$$

Таким образом, угол видимого поворота плоскости колебаний маятника относительно поверхности Земли пропорционален синусу географической широты. В Ленинграде плоскость колебаний маятника поворачивается в час приблизительно на 13° , в Москве — на $12^\circ,5$.

Фуко поставил свой опыт, подвесив маятник под куполом Пантеона в Париже. Длина маятника была 67 м, вес чечевицы — 28 кг. В 1931 г. в Ленинграде в здании Исаакиевского собора был подвешен маятник длиной 93 м и весом 54 кг. Амплитуда колебаний этого маятника равна 5 м, период — около 20 секунд. Острие его чечевицы при каждом следующем возвращении в одно из крайних положений смещается в сторону на

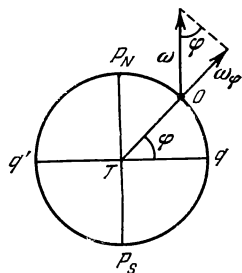


Рис. 49. К маятнику Фуко.

6 мм. Таким образом, за 1—2 минуты можно убедиться в том, что Земля действительно вращается вокруг своей оси.

Вторым следствием вращения Земли (но менее наглядным) является отклонение падающих тел к востоку. Этот опыт основан на том, что чем дальше находится точка от оси вращения

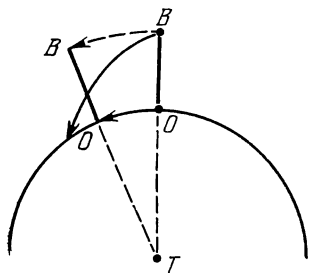


Рис. 50. Отклонение падающих тел к востоку. Линейные смещения точек O и B показаны стрелками-дугами, путь тела — отрезком эллипса.

Земли, тем больше ее линейная скорость, с которой она перемещается с запада на восток вследствие вращения Земли. Поэтому вершина высокой башни B перемещается к востоку с большей линейной скоростью, нежели ее основание O (рис. 50). Движение тела, свободно падающего с вершины башни, будет происходить под действием силы притяжения Земли с начальной скоростью вершины башни. Следовательно, прежде чем упасть на Землю, тело будет двигаться по эллипсу, и хотя скорость его движения постепенно увеличивается, упадет оно на поверхность Земли не у основания башни, а несколько обгонит его, т. е.

отклонится от основания в сторону вращения Земли, к востоку.

В теоретической механике для расчета величины отклонения тела к востоку x получена формула

$$x = 0,022h \sqrt{h} \cos \varphi,$$

где h — высота падения тела в метрах, φ — географическая широта места опыта, а x выражено в миллиметрах.

В настоящее время вращение Земли непосредственно наблюдается из космоса.

§ 72. Прецессионное и нутационное движение земной оси

Если бы Земля имела форму шара, однородного или состоящего из сферических слоев равной плотности, и являлась бы абсолютно твердым телом, то согласно законам механики направление оси вращения Земли и период ее вращения оставались бы постоянными на протяжении любого промежутка времени.

Однако Земля не имеет точной сферической формы, а близка к сфероиду (см. § 62). Притяжение же сфероида каким-либо материальным телом L (рис. 51) складывается из притяжения F шара, выделенного внутри сфероида (эта сила приложена к

центру сфероида), притяжения F_1 ближайшей к телу L половины экваториального выступа и притяжения F_2 другой, более далекой, половины экваториального выступа. Сила F_1 больше силы F_2 и поэтому притяжение тела L стремится повернуть ось вращения сфероида $P_N P_S$ так, чтобы плоскость экватора сфероида совпала с направлением TL (на рис. 51 против часовой стрелки). Из механики известно, что ось вращения $P_N P_S$ в этом

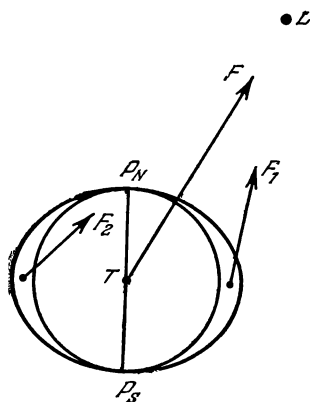


Рис. 51. Притяжение сфероида внешним телом.

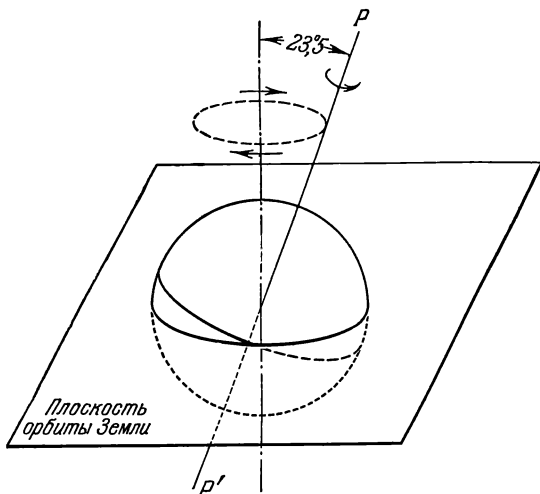


Рис. 52. Прецессионное движение земной оси.

случае будет перемещаться в направлении, перпендикулярном к плоскости, в которой лежат силы F_1 и F_2 .

На экваториальные выступы сфероидальной Земли действуют силы притяжения от Луны и от Солнца. В результате ось вращения Земли совершает очень сложное движение в пространстве.

Прежде всего, она медленно описывает вокруг оси эклиптики конус, оставаясь все время наклоненной к плоскости движения Земли под углом около $66^\circ 33'$ (рис. 52). Это движение земной оси называется *прецессионным*, период его около 26 000 лет. Вследствие прецессии земной оси полюсы мира за тот же период описывают вокруг полюсов эклиптики малые круги радиусом около $23^\circ 27'$. Прецессия, вызываемая действием Солнца и Луны, называется *лунно-солнечной прецессией*.

Кроме того, ось вращения Земли совершает различные мелкие колебания около своего среднего положения, которые называются *нутацией земной оси*. Нутационные колебания возникают потому, что прецессионные силы Солнца и Луны (силы

F_1 и F_2) непрерывно меняют свою величину и направление; они равны нулю, когда Солнце и Луна находятся в плоскости экватора Земли и достигают максимума при наибольшем удалении от него этих светил.

Самое главное нутационное колебание земной оси имеет период в 18,6 года, равный периоду обращения лунных узлов (см. § 76). Вследствие этого движения земной оси полюсы мира описывают на небесной сфере эллипсы, большие оси которых равны $18'',42$, а малые — $13'',72$.

В результате прецессии и нутации земной оси полюсы мира в действительности описывают на небе сложные волнистые линии.

Притяжение планет слишком мало, чтобы вызвать изменения в положении оси вращения Земли, но оно действует на движение Земли вокруг Солнца, изменяя положение в пространстве плоскости земной орбиты, т. е. плоскости эклиптики. Эти изменения положения плоскости эклиптики называются *планетной прецессией*, которая смещает точку весеннего равноденствия к востоку на $0'',114$ в год.

§ 73. Следствия прецессионного движения земной оси

Как уже было сказано, вследствие прецессионного движения земной оси полюсы мира за 26 000 лет описывают вокруг полюсов эклиптики круги радиусом приблизительно в $23^\circ,5$. Но так как полюсы эклиптики также перемещаются по небесной сфере (прецессия от планет), то кривые, описываемые полюсами мира, не замыкаются. На рис. 53 показано прецессионное движение северного полюса мира среди звезд.

В настоящее время северный полюс мира находится вблизи звезды α Малой Медведицы, почему эта звезда и называется Полярной. Но 4000 лет назад ближе всех к северному полюсу мира была звезда α Дракона, а через 12 000 лет «полярной звездой» станет α Лиры (Вега).

Вместе с изменением направления оси мира меняется и положение небесного экватора, плоскость которого перпендикулярна к этой оси и параллельна плоскости земного экватора. Плоскость эклиптики также несколько меняет свое положение в пространстве вследствие прецессии от планет. Поэтому точки пересечения небесного экватора с эклиптикой (точки равноденствий) медленно перемещаются среди звезд к западу.

Скорость этого перемещения за год $l = \frac{360^\circ}{26\,000} = 50'',26$ называется *общей годовой прецессией в эклиптике*.

Общая годовая прецессия в экваторе $m = 50'',26 \cos \varepsilon = 46'',11$, где ε — наклонение эклиптики к экватору, которое в настоящее время медленно уменьшается (на $0'',47$ в год), но

через несколько тысяч лет уменьшение сменится столь же медленным увеличением, так как это возмущение (прецессия от планет) имеет периодический характер.

В начале нашей эры точка весеннего равноденствия находилась в созвездии Овна, а точка осеннего равноденствия — в созвездии Весов. Равноденственные точки обозначались тогда знаками этих созвездий γ и φ соответственно. С тех пор точка

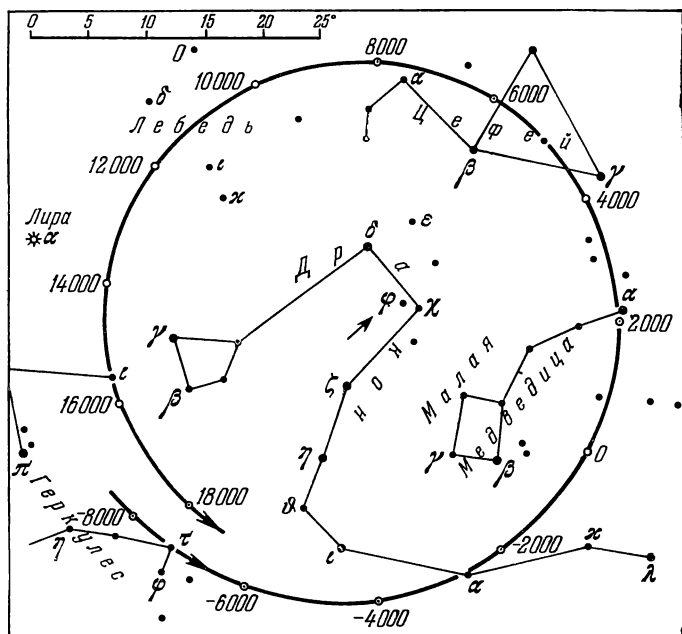


Рис. 53. Прецессионное движение северного полюса мира. Точками в центре показаны положения полюса эклиптики.

весеннего равноденствия переместилась в созвездие Рыб, а точка осеннего равноденствия — в созвездие Девы, но их обозначения остались прежними.

Так как движение равноденственных точек направлено навстречу видимому годовому движению Солнца по эклиптике, то Солнце приходит в эти точки каждый раз несколько раньше, чем если бы они были неподвижными (слово «прецессия» и означает «предварение равноденствий»). По этой причине промежуток времени между последовательными прохождениями центра Солнца через точку весеннего равноденствия, называемый тропическим годом (см. § 18), короче периода обращения Земли вокруг Солнца, называемого звездным годом (см. § 38).

Разница между обоими годами составляет около 20 минут — столько времени нужно Солнцу, движущемуся по эклиптике к востоку со скоростью приблизительно 1° в сутки, чтобы пройти $50'',26$.

Точка весеннего равноденствия является началом счета в экваториальной и эклиптической системах координат (см. § 11 и 15). Поэтому вследствие ее движения к западу эклиптические долготы всех звезд ежегодно увеличиваются на $50'',26$, а эклиптические широты не изменяются, так как лунно-солнечная прецессия не изменяет положения плоскости эклиптики. Обе экваториальные координаты, прямое восхождение и склонение всех звезд непрерывно изменяются. В результате происходит медленное изменение вида звездного неба для данного места на Земле. Некоторые невидимые ранее звезды будут восходить и заходить, а некоторые видимые — станут невосходящими светилами. Так, например, через несколько тысяч лет в Европе можно будет наблюдать невидимый теперь Южный Крест, но зато нельзя будет увидеть Сириус и часть созвездия Ориона.

§ 74. Движение полюсов Земли по ее поверхности

По многолетним измерениям географических широт в нескольких пунктах Земли было замечено, что широты пунктов не остаются постоянными, а периодически меняются, отклоняясь от их среднего значения до $0'',3$, причем, когда в одном пункте широта несколько увеличивается, то в другом пункте, лежащем на противоположном географическом меридиане, широта уменьшается приблизительно на такую же величину. Эти колебания географических широт объясняются тем, что тело Земли смещается относительно оси вращения, а так как это смещение не влияет на ось вращения Земли, направление которой остается фиксированным в пространстве, то в разное время с полюсами вращения совпадают различные точки поверхности Земли. В результате полюсы Земли «блуждают» по ее поверхности.

Северный полюс Земли, описывая на ее поверхности сложную кривую, не выходит из квадрата со сторонами около 30 м. При этом его движение происходит против часовой стрелки (рис. 54), если смотреть на северный полюс извне.

Движение полюсов Земли, как и колебания географических широт, имеет периодический характер. Основными периодами являются 14-месячный период Чандлера и 12-месячный или годовой период. Последний период явно связан с сезонными изменениями в распределении воздушных масс, с переносом масс воды в виде снега с одного полушария Земли на другое и т. п.

Период Чандлера — естественный период колебаний Земли, который был теоретически предсказан Эйлером еще в XVIII в.

Если бы Земля была абсолютно твердым телом, естественный период был бы около 10 месяцев. Однако Земля пластична и подвержена упругим деформациям, вследствие чего естественный период увеличивается до 14 месяцев.

Движение полюсов Земли по ее поверхности было обнаружено в конце XIX в. В 1898 г. была организована Международная

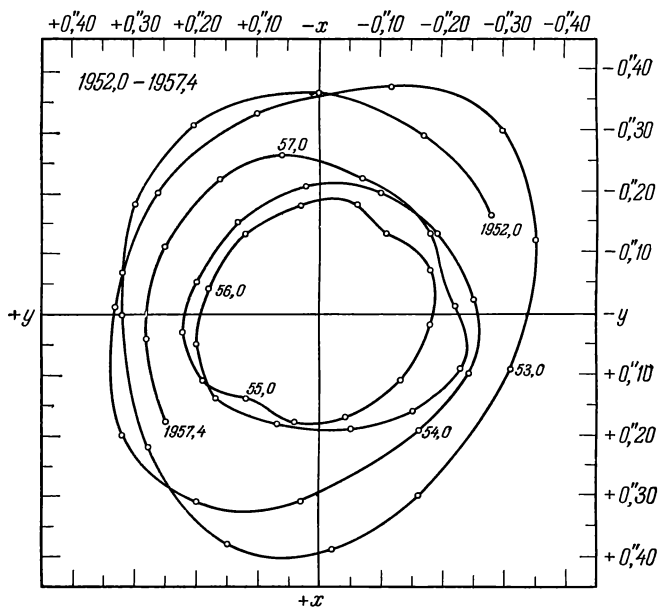


Рис 54. Движение северного полюса Земли по ее поверхности с 1952 по 1957 г.

служба широты (МСШ), в которую вошло 6 станций, расположенных на одной широте $\varphi = +39^\circ 08'$: в Италии, России (в Чарджоу¹⁾), ныне Туркменская ССР), Японии и три в США. В настоящее время в МСШ число станций достигает 30; расположены они на различных географических широтах.

Из систематических наблюдений всех станций МСШ, начиная с конца 1899 г., регулярно выводились и выводятся положения северного полюса на поверхности Земли для каждой десятой доли года.

¹⁾ Станция прекратила свою работу в 1919 г., а с 1930 г. вместо нее действует аналогичная станция в Китабе (Узбекская ССР) на той же географической широте.

§ 75. Неравномерность вращения Земли. Эфемеридное время. Атомное время

Период вращения Земли вокруг оси есть промежуток времени, за который Земля делает один полный оборот относительно какого-нибудь неизменного направления. Этот промежуток близок к продолжительности звездных суток (см. § 19), но не равен ему, так как направление на точку весеннего равноденствия (в плоскости небесного экватора) вследствие прецессии (см. § 73) изменяется за год приблизительно на $46''$. За одни звездные сутки направление на точку весеннего равноденствия изменяется на $0'',126 = 46'' : 366$. Земля на такой угол поворачивается за время $0^s,008$, и так как точка весеннего равноденствия смещается к западу, т. е. навстречу вращению Земли, то период вращения Земли превосходит звездные сутки на $0^s,008$ и равен $23^h56^m04^s,098$ среднего солнечного времени.

В результате многочисленных исследований было установлено, что угловая скорость вращения Земли непостоянна, т. е. вращение Земли неравномерно.

Изменения скорости вращения Земли делятся на три типа: *вековые, нерегулярные* (скачкообразные) и *периодические, или сезонные*.

В результате вековых изменений продолжительность одного оборота Земли увеличивалась за последние 2000 лет в среднем на $0^s,0023$ в столетие (по наблюдениям за последние 250 лет это увеличение меньше — около $0^s,0014$ за 100 лет). Вековое замедление скорости вращения Земли вызвано тормозящим действием лунных и солнечных приливов (см. § 55).

Скачкообразные изменения скорости вращения могут увеличить или уменьшить продолжительность суток на $0^s,004$. Причина этих изменений с достоверностью еще не установлена.

В результате сезонных изменений скорости вращения Земли продолжительность суток в течение года может отличаться от их средней продолжительности за год на $\pm 0^s,001$. При этом самые короткие сутки приходятся на июль — август, а самые длинные — на март. Наиболее вероятной причиной периодических изменений скорости являются сезонные перераспределения воздушных и водных масс на поверхности Земли. Эти изменения скорости вращения Земли были обнаружены в 40-х годах нашего века экспериментально с помощью кварцевых часов.

Неравномерность вращения Земли векового и нерегулярного характера проявляется в расхождениях наблюдаемых положений Луны и близких к Земле планет (Меркурий, Венера) с вычисленными (эфемеридными) положениями этих тел. Еще в середине XIX в. в наблюдаемом движении Луны были обнаружены отклонения от вычисленного движения, не объяснимые

теорией тяготения. Уже тогда было высказано предположение, что эти отклонения кажущиеся и могут быть вызваны неравномерным вращением Земли вокруг оси. Действительно, когда вращение Земли замедляется, нам кажется, что Луна движется по своей орбите быстрее, а когда оно ускоряется, движение Луны кажется замедленным.

Это объяснение подтвердилось, когда в XX в. были обнаружены отклонения в движениях Меркурия и Венеры, аналогичные отклонениям в движении Луны, одновременные с ними и пропорциональные средним движениям этих планет.

Вследствие неравномерного вращения Земли средние сутки, оказываются величиной непостоянной. Поэтому в астрономии пользуются двумя системами счета времени: неравномерным временем, которое получается из наблюдений и определяется действительным вращением Земли, и равномерным временем, которое является аргументом при вычислении эфемерид планет и определяется по движению Луны и планет. Равномерное время называется *ньютоневским* или *эфемеридным временем*.

Начиная с 1960 г., в астрономических ежегодниках эфемериды Солнца, Луны, планет и их спутников даются в системе эфемеридного времени. Чтобы вычислить положения этих небесных тел в системе всемирного (неравномерного) времени, необходимо знать разность ΔT между эфемеридным временем TE и всемирным T_0 . Точное значение разности ΔT может быть получено лишь для прошедших моментов времени, из сравнения наблюдаемых координат Луны с ее вычисленными координатами. Поэтому в астрономических ежегодниках публикуется экстраполированное значение ΔT на данный год.

Разность ΔT была равна нулю около 1900 г. Но так как скорость вращения Земли в XX в. в среднем уменьшалась, т. е. наблюдаемые сутки были длиннее равномерных (эфемеридных) суток, то эфемеридное время за протекшие 75 лет «ушло» вперед относительно всемирного времени на 46^s , а для 1978 г. принято $\Delta T = TE - T_0 = +47^s$.

В связи с использованием системы эфемеридного времени в астрономии и физике введено новое определение производной единицы времени — секунды. Раньше она определялась как

$\frac{1}{86\,400}$ доля средних солнечных суток. В октябре 1956 г. Международное Бюро мер и весов постановило: «секунда есть $\frac{1}{31\,556\,925,9747}$ доля тропического года», продолжительность которого, в системе эфемеридного времени, в 1900 г. равнялась 365,2421988 средних солнечных суток. (Число $31\,556\,925,9747 = 365,2421988 \cdot 86\,400$ — есть число секунд в этом тропическом

году.) Секунда в таком определении получила название *эфemerидной*.

Таким образом, новое определение секунды учитывает непостоянство средних солнечных суток.

Создание атомных и молекулярных эталонов частоты (см. § 100) позволило впервые получить принципиально новую, не зависящую от вращения Земли шкалу времени.

В 1967 г. была установлена система атомного времени — TUA, единицей которого является атомная секунда, определяемая как продолжительность 9 192 631 770 колебаний излучения, соответствующего резонансной частоте перехода между двумя сверхтонкими уровнями основного состояния атома цезия-133.

Атомное время TUA вычисляется Международным Бюро времени на основе регулярного сравнения атомных эталонов отдельных обсерваторий. Результаты нескольких лет исследований и сравнений между собой атомных эталонов показали, что шкала времени, задаваемая ими, чрезвычайно стабильна и легко воспроизводима — продолжительность атомной секунды на разных обсерваториях отличалась не более, чем на $1 \cdot 10^{-10}$.

Атомное время не зависит от астрономических наблюдений и движений небесных тел. По этой причине, а также в силу высокой точности воспроизводства равномерной шкалы времени оно является основой для изучения периодической неравномерности вращения Земли вокруг своей оси.

ДВИЖЕНИЯ ЛУНЫ. ЗАТМЕНИЯ

§ 76. Орбита Луны и ее возмущения

Орбита невозмущенного движения Луны вокруг Земли есть эллипс, эксцентриситет которого равен 0,055, или $1/18$, а большая полуось равна 384 400 км. В перигее расстояние от Земли до Луны меньше среднего на 21 000 км, а в апогее — на столько же больше.

Плоскость лунной орбиты наклонена к плоскости эклиптики в среднем под углом $5^{\circ}09'$. Луна движется вокруг Земли в направлении с запада к востоку, т. е. в том же направлении, что и Земля вокруг Солнца. Период обращения Луны вокруг Земли называется *сидерическим* или *звездным месяцем*. Его продолжительность равна 27,32 средних солнечных суток. По истечении этого времени Луна снова занимает прежнее положение на своей орбите.

Движение Луны является одним из самых трудных для исследования по двум причинам: 1) возмущения в движении Луны очень велики (см. § 54); 2) Луна близка к Земле, и поэтому в ее движении заметны такие отклонения, которые ускользают при наблюдении более далеких небесных тел.

Вследствие возмущений элементы лунной орбиты постоянно изменяются. Периодическим возмущениям подвержены все элементы лунной орбиты. Например, наклонение орбиты, равное в среднем $5^{\circ}09'$, колеблется в пределах от $4^{\circ}58'$ до $5^{\circ}20'$ за время, несколько меньшее полугода. Каждый элемент лунной орбиты имеет не одно периодическое возмущение, а несколько сотен с разными периодами и амплитудами. Вследствие этого действительное движение Луны необычайно сложно, и его исследование составляет одну из самых трудных задач небесной механики.

Вековым возмущениям подвержены долгота восходящего узла и долгота перигея лунной орбиты. Лунные узлы непрерывно перемещаются по эклиптике навстречу движению самой Луны, т. е. к западу, совершая полный оборот по эклиптике за 18 лет 7 месяцев (6793 средних суток). Перигей лунной орбиты непрерывно движется к востоку, завершая полный оборот за 9 лет (3232 средних суток).

За каждый оборот Луны вокруг Земли перемещение узлов составляет около $1^{\circ},5$. Следовательно, по истечении звездного

месяца Луна никогда не возвращается в точности к прежнему положению, и каждый следующий оборот она совершает, строго говоря, по новому пути. И только через 18 лет и 7 месяцев, когда узлы сделают полный оборот по эклиптике, лунная орбита занимает опять прежнее положение.

Движение узлов весьма заметно влияет на условия видимости Луны. Когда восходящий узел лунной орбиты совпадает с точкой весеннего равноденствия, то орбита Луны расположена вне угла между небесным экватором и эклиптикой. Следовательно, угол между орбитой Луны и небесным экватором в этом случае равен $28^{\circ}36'$ ($23^{\circ}27' + 5^{\circ}09'$). Если в точке весеннего равноденствия находится нисходящий узел, то орбита Луны расположена между небесным экватором и эклиптикой, а угол между орбитой Луны и небесным экватором равен $18^{\circ}18'$ ($23^{\circ}27' - 5^{\circ}09'$). Таким образом, в первом случае склонение Луны в течение месяца будет изменяться от $+28^{\circ}36'$ до $-28^{\circ}36'$, а во втором случае от $+18^{\circ}18'$ до $-18^{\circ}18'$, т. е. в меньших пределах. Изменение пределов склонения Луны оказывает существенное влияние на условия ее видимости.

§ 77. Видимое движение и фазы Луны

Видимое движение Луны на фоне звезд есть следствие действительного движения Луны вокруг Земли. Луна в течение звездного месяца перемещается среди звезд всегда в одну и ту же сторону — с запада на восток, или прямым движением. Видимый путь Луны на небе — незамыкающаяся кривая, постоянно меняющая свое положение среди звезд зодиакальных созвездий.

Видимое движение Луны сопровождается непрерывным изменением ее внешнего вида, характеризуемого *фазой Луны*¹⁾. В некоторые дни Луна совсем не видна на небе. В другие дни она имеет вид узкого серпа, полукруга и полного круга. Лунные фазы объясняются тем, что Луна подобно Земле является темным, непрозрачным шарообразным телом и при движении вокруг Земли занимает различные положения относительно Солнца (рис. 55).

Из-за удаленности Солнца солнечные лучи, падающие на Луну, почти параллельны и всегда освещают ровно половину лунного шара; другая его половина остается темной. Но так как к Земле обычно обращены часть светлого полушария и часть темного, то Луна чаще всего кажется нам неполным кругом.

¹⁾ Фаза Φ равна отношению наибольшей ширины освещенной части d' лунного диска к его диаметру d , т. е.

$$\Phi = \frac{d'}{d}.$$

Линия, отделяющая темную часть диска Луны от светлой, называется *терминатором* и всегда является полуэллипсом. Угол ψ между направлениями от Солнца к Луне и от Луны к Земле называется *фазовым углом*.

Различают четыре основные фазы Луны, которые постепенно переходят одна в другую в следующей последовательности: *новолуние, первая четверть, полнолуние, последняя четверть*.

Во время новолуния Луна проходит между Солнцем и Землей (т. е. находится в соединении с Солнцем), фазовый угол $\psi = 180^\circ$,

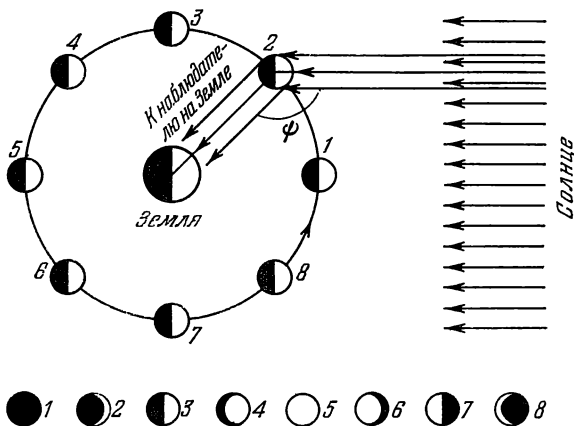


Рис. 55. Фазы Луны.

к Земле обращена темная сторона Луны и она не видна на небе. Дня через два после новолуния Луна видна в виде узкого серпа на западе, в лучах вечерней зари, вскоре после захода Солнца. Лунный серп, обращенный выпуклостью к Солнцу, ото дня ко дню постепенно расширяется и приблизительно через 7 суток после новолуния принимает форму полукруга. Наступает фаза, называемая первой четвертью. В это время Луна находится в восточной квадратуре, т. е. на 90° к востоку от Солнца, фазовый угол $\psi = 90^\circ$, и к Земле обращена половина освещенного и половина неосвещенного полушария Луны. При этой фазе Луна видна в первой половине ночи, а затем заходит за горизонт.

С каждым днем с Земли видна все большая часть освещенного полушария Луны и приблизительно через 7 суток после первой четверти наступает полнолуние, когда Луна имеет вид полного круга. Во время полнолуния Луна находится в противостоянии с Солнцем, $\psi = 0^\circ$, и к Земле обращено все освещенное полушарие Луны. Полная Луна видна на небе в направлении, противоположном направлению на Солнце (ее эклиптическая долгота отличается от эклиптической долготы Солнца на 180°).

Поэтому полная Луна видна на небе всю ночь; восходит она приблизительно во время захода Солнца, а заходит — около момента его восхода.

После полнолуния Луна начинает «убывать», с западной стороны ее диска появляется «ущерб», который постепенно растет, так как с каждым днем с Земли видна все меньшая часть освещенного полушария Луны. Приблизительно через 7 дней после полнолуния Луна снова видна в виде полукруга. Наступает последняя четверть. В это время Луна находится в западной квадратуре, $\psi = 90^\circ$, и к Земле снова обращена половина освещенного и половина неосвещенного полушария Луны. Но теперь Луна отстоит уже на 90° к западу от Солнца и видна во второй половине ночи, вплоть до восхода Солнца.

Постепенно ущерб лунного диска увеличивается, Луна снова принимает вид узкого серпа и видна на востоке, в лучах утренней зари, незадолго перед восходом Солнца. Через 2—3 дня лунный серп исчезает, и Луна снова не видна на небе, так как приблизительно через 7 суток после последней четверти опять наступает новолуние. Соединение Луны с Солнцем во время новолуния и противостояние во время полнолуния называются *сизигиями*.

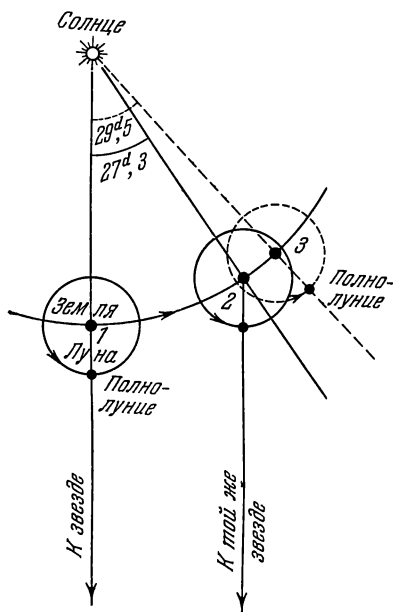


Рис. 56. Продолжительность сидерического и синодического месяцев.

новлено, что синодический месяц в среднем равен 29,53 средних солнечных суток. Таким образом, синодический месяц длиннее сидерического. Это легко понять из рис. 56, на котором положение 1 соответствует взаимному расположению Луны, Земли и Солнца в момент полнолуния. Через 27,32 суток, т. е. через сидерический месяц, Луна, сделав полный оборот по своей орбите, займет прежнее положение относительно звезд, но так как Земля за это время переместится в положение 2, то пол-

§ 78. Периоды обращения Луны

Промежуток времени между двумя последовательными одноименными фазами Луны (например, между двумя полнолуниями) называется *синодическим месяцем*. Из наблюдений уста-

нолуния еще не будет. Оно наступит спустя некоторое время, когда Земля займет положение 3.

Математическая связь синодического и сидерического обращения Луны та же, что и для внутренних планет (см. § 38).

Кроме сидерического и синодического периодов обращений в движении Луны различают еще три периода: *аномалистический месяц* — промежуток времени между двумя последовательными прохождением Луны через перигей (27,55 средних суток); *драконический месяц* — промежуток времени между двумя последовательными прохождением Луны через один и тот же узел своей орбиты (27,21 средних суток); *тропический месяц* — промежуток времени, в течение которого долгота Луны увеличивается на 360° . Вследствие прецессии тропический месяц короче сидерического месяца приблизительно на 7 секунд. Драконический месяц короче сидерического из-за движения узлов лунной орбиты навстречу движению Луны, а аномалистический месяц длиннее сидерического потому, что перигей лунной орбиты движется в ту же сторону, что и сама Луна.

§ 79. Вращение и либрации Луны

Луна обращена к Земле всегда одной и той же стороной, одним и тем же полушарием, так как она вращается вокруг своей оси с тем же периодом (и в том же направлении), с каким она обращается вокруг Земли, т. е. «звездные сутки» на Луне составляют 27,32 земных средних суток. Ось вращения Луны наклонена к плоскости лунной орбиты на угол $83^\circ 20'$ (изменяется в пределах от $83^\circ 10'$ до $83^\circ 31'$).

Таким образом, плоскость лунного экватора с плоскостью лунной орбиты составляет угол $6^\circ 39'$, а с плоскостью эклиптики $1^\circ 30'$. При этом плоскость эклиптики лежит между плоскостями лунного экватора и орбиты Луны и все три плоскости пересекаются по одной прямой. Последнее замечательное обстоятельство было обнаружено Кассини в 1721 г. и называется *законом Кассини*.

В каждый данный момент с Земли видна ровно половина поверхности Луны, но продолжительные наблюдения позволяют изучать почти 60% ее поверхности. Это возможно благодаря явлениям, носящим общее название *либраций* (качаний) Луны.

Оптические, или видимые либрации, при которых Луна в действительности никаких «колебаний» не совершает, бывают трех видов: по долготе, по широте и параллактическая.

Либрация по долготе вызывается тем, что Луна вращается вокруг оси равномерно, а ее движение по орбите согласно второму закону Кеплера вблизи перигея быстрее, а вблизи апогея — медленнее. Поэтому за четверть месяца после прохождения

перигея Π (рис. 57) Луна пройдет путь больше четверти всей орбиты, а вокруг оси повернется ровно на 90° . Точка a , которая ранее была в центре лунного диска, теперь будет видна уже левее центра диска (сместится к востоку). В том же направлении сместится и точка b ,

которая раньше была видна на правом (западном) краю диска, и, следовательно, станет видимой часть поверхности Луны за западным краем ее диска. В апогее A будет видна та же поверхность Луны, что и в перигее, но за четверть месяца после прохождения апогея Луна пройдет меньше четверти всей орбиты, а вокруг оси снова повернется ровно на 90° , и теперь уже будет видна часть поверхности Луны за восточным краем ее диска. Период либрации

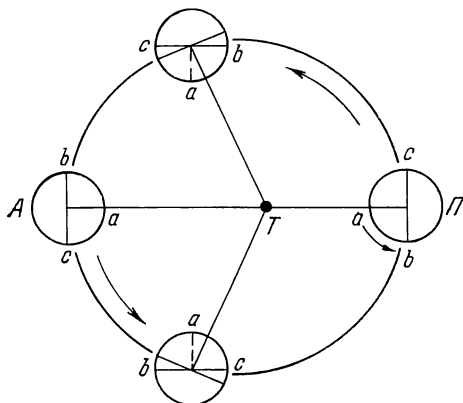


Рис. 57. Либрация Луны по долготе.

по долготе равен аномалистическому месяцу, а наибольшая возможная величина ее $7^\circ 54'$.

Либрация по широте возникает от наклона оси вращения Луны к плоскости ее орбиты и сохранения направления оси в пространстве при движении Луны (рис. 58). В результате

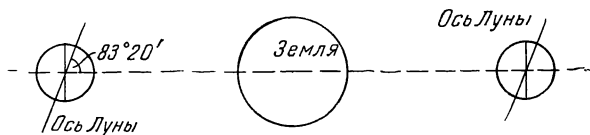


Рис. 58. Либрация Луны по широте.

с Земли попеременно видна то часть поверхности Луны, расположенная вокруг ее южного полюса, то, наоборот, вокруг северного полюса. Период либрации по широте равен драконическому месяцу, а ее величина достигает $6^\circ 50'$.

Суточная или параллактическая либрация возникает вследствие сравнительной близости Луны к Земле. Поэтому из разных точек Земли поверхность Луны видна неодинаково. Два наблюдателя, находящиеся в двух противоположных точках земного экватора, в один и тот же момент видят несколько различные области лунной поверхности. Так, наблюдатель,

для которого Луна только еще восходит, видит часть поверхности Луны за ее западным краем диска, а второй наблюдатель, для которого Луна в этот момент уже заходит, этой части поверхности Луны не видит, но зато видит часть поверхности за восточным краем диска. Параллактическая либрация составляет около 1° .

Физическая либрация, т. е. действительное «качание» Луны, происходит оттого, что большая полуось лунного эллипсоида периодически отклоняется от направления на Землю, а притяжение Земли стремится вернуть ее в это положение. Величина физической либрации очень мала — около $2''$.

§ 80. Покрытия светил Луной. Солнечные затмения

При движении вокруг Земли Луна проходит перед более далекими светилами и своим диском может их заслонить. Это явление носит общее название *покрытий светил Луной*. Определение точных моментов начала и конца покрытий имеет большое значение для изучения движения Луны и формы ее диска.

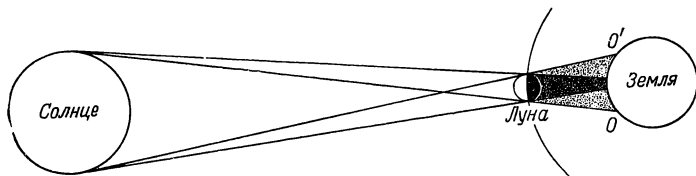


Рис. 59. Схема солнечного затмения.

Чаще всего происходят покрытия звезд, реже случаются покрытия планет.

Покрытия Солнца Луной называются *солнечными затмениями*. Солнечное затмение имеет различный вид для разных точек земной поверхности. Диск Солнца будет целиком закрыт только для наблюдателя, находящегося внутри конуса лунной тени, максимальный диаметр которой на поверхности Земли не превосходит 270 км. В этой сравнительно узкой области земной поверхности, куда падает тень от Луны, будет видно *полное солнечное затмение* (рис. 59). В областях земной поверхности, куда падает полутень от Луны, внутри так называемого конуса лунной полутени будет видно *частное солнечное затмение* — диск Луны закроет только часть солнечного диска. Чем ближе наблюдатель к оси тени, тем большая часть диска Солнца закрыта, тем больше фаза затмения. Вне конуса полутени виден весь диск Солнца, и никакого затмения не наблюдается.

Так как расстояние Луны от Земли изменяется от 405 500 км до 363 300 км, а длина конуса полной тени от Луны в среднем равна 374 000 км, то вершина конуса лунной тени иногда не доходит до поверхности Земли. В этом случае для наблюдателя вблизи оси конуса лунной тени солнечное затмение будет *кольцеобразным* — края солнечного диска останутся незакрытыми и будут образовывать вокруг темного диска Луны тонкое блестящее кольцо.

В разных точках Земли солнечное затмение наступает в разное время. Вследствие движения Луны вокруг Земли и вращения Земли вокруг своей оси тень от Луны перемещается по земной поверхности приблизительно с запада на восток, образуя полосу тени длиной в несколько тысяч километров и шириной в среднем около 200 км (максимальная ширина 270 км).

Так как Луна движется с запада на восток, то солнечное затмение начинается с западного края солнечного диска. Сначала на нем появляется ущерб, имеющий форму дуги круга радиуса, равного радиусу диска Солнца¹⁾. Затем ущерб постепенно растет, и Солнце принимает форму все более и более узкого серпа. Когда исчезнет последняя точка солнечного диска, наступает фаза полного затмения, которая длится всего несколько минут — не более семи, а чаще всего две-три минуты. Затем темный диск Луны постепенно сходит с солнечного диска, и затмение кончается. Общая продолжительность всех фаз солнечного затмения может длиться свыше двух часов.

Совершенно очевидно, что затмения Солнца могут происходить только во время новолуния.

§ 81. Лунные затмения

Земля, освещаемая Солнцем, отбрасывает от себя тень (и полутень) в сторону, противоположную Солнцу (рис. 60). Так как диаметр Солнца больше диаметра Земли, то ее тень подобно лунной тени имеет форму постепенно суживающегося конуса. Конус земной тени длиннее конуса лунной, а его диаметр на расстоянии Луны превышает диаметр Луны больше, чем в 2,5 раза.

При движении вокруг Земли Луна может попасть в конус земной тени, и тогда произойдет *лунное затмение*. Поскольку во время затмения Луна в действительности лишается солнечного света, то лунное затмение видно на всем ночном полушарии Земли и для всех точек этого полушария начинается в один и тот же физический момент и заканчивается также одновремен-

¹⁾ Видимые радиусы дисков Луны и Солнца почти одинаковы из-за того, что Луна ближе к Земле, чем Солнце, примерно в 400 раз, а линейный диаметр Луны приблизительно в 400 раз меньше солнечного, так что оба светила мы видим с Земли почти под равными углами.

но. Но эти моменты по местному времени каждой точки Земли, конечно, различны и зависят от географической долготы места.

Так как Луна движется с запада на восток, то первым входит в земную тень левый край Луны. На нем появляется ущерб, который постепенно увеличивается, и видимый диск Луны принимает форму серпа, отличающегося от серпа лунных фаз тем, что линия, отделяющая светлую часть диска Луны от затемненной, представляет собой дугу окружности с радиусом, приблизительно в 2,5 раза большим радиуса лунного диска, тогда как при лунных фазах терминатор имеет вид полуэллипса.

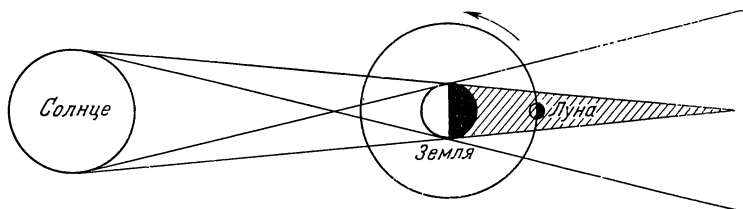


Рис. 60. Схема лунного затмения.

Если Луна полностью войдет в земную тень, то произойдет *полное затмение Луны*, если в тени окажется только часть Луны, то затмение будет *частным*. Так как диаметр земной тени на расстоянии Луны от Земли может превышать диаметр Луны до 2,8 раза, то полное лунное затмение может продолжаться почти до двух часов.

Полному или частному лунному затмению предшествует (и завершает их) *полутеневое лунное затмение*, когда Луна проходит сквозь земную полутень. Полутеневое затмение может быть и без последующего наступления теневого затмения.

Совершенно очевидно, что затмения Луны могут происходить только во время полнолуний.

§ 82. Условия наступления солнечных и лунных затмений

Если бы плоскость лунной орбиты совпадала с плоскостью эклиптики, то солнечные и лунные затмения происходили бы каждый синодический месяц. Но плоскость лунной орбиты наклонена к плоскости эклиптики под углом в $5^{\circ}09'$, поэтому Луна во время новолуния или полнолуния может находиться далеко от плоскости эклиптики, и тогда ее диск пройдет выше или ниже диска Солнца или конуса тени Земли, и никакого затмения не случится.

Чтобы произошло солнечное или лунное затмение, необходимо, чтобы Луна во время новолуния или полнолуния находилась вблизи узла своей орбиты, т. е. недалеко от эклиптики.

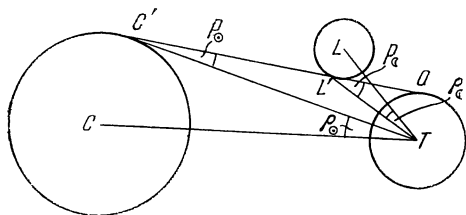


Рис. 61. Положение Солнца, Луны и Земли в момент начала солнечного затмения.

Пусть на рис. 61 C , T и L обозначают центры Солнца, Земли и Луны и находятся в одной плоскости, перпендикулярной к плоскости эклиптики. Тогда $\angle LTC = \beta$ есть геоцентрическая эклиптическая широта Луны, и если этот угол

будет меньше изображенного на рисунке, то произойдет, хотя и непродолжительное, частное затмение Солнца для точки O на Земле. Угол β равен сумме трех углов, а именно:

$$\beta = \angle LTL' + \angle L'TC' + \angle C'TC.$$

Но угол $LTL' = \rho_L$ есть угловой радиус Луны; $\angle C'TC = \rho_{\odot}$ — угловой радиус Солнца; угол $L'TC' = \angle TL'O - \angle TC'O$, где $\angle TL'O = \rho_L$ есть горизонтальный параллакс Луны, а $\angle TC'O = \rho_{\odot}$ — горизонтальный параллакс Солнца. Следовательно,

$$\beta = \rho_L + \rho_{\odot} + \rho_L - \rho_{\odot}.$$

Если для величин в правой части принять их средние значения

$$\rho_L = 15', 5, \quad \rho_{\odot} = 16', 3, \quad \rho_L = 57', 0, \quad \rho_{\odot} \approx 8'', 8, \quad \text{то } \beta = 88', 7.$$

Следовательно, для наступления хотя бы непродолжительного частного затмения Солнца необходимо, чтобы геоцентрическая эклиптическая широта Луны была меньше $88', 7$. Угловое расстояние центра Луны от узла, т. е. долгота Луны относительно узла Δl может быть вычислена из сферического прямоугольного треугольника $\Omega \mathcal{E} L$ (рис. 62) по формуле

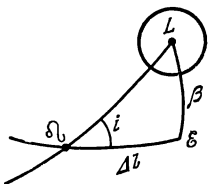


Рис. 62. Положение Луны относительно лунного узла в момент начала солнечного затмения.

$$\sin \Delta l = \frac{\operatorname{tg} \beta}{\operatorname{tg} i}.$$

При $\beta = 88', 7$ и $i = 5^{\circ} 09'$ $\Delta l = 16^{\circ}, 5$. Очевидно, что затмение Солнца возможно и по другую сторону лунного узла, на таком же расстоянии от него. Дугу эклиптики в 33° Солнце, перемещаясь со средней скоростью $59'$ в сутки, проходит за 34 дня. Но за 34 дня обязательно будет одно новолуние, а может быть и два,

так как продолжительность синодического месяца 29,5 суток. Следовательно, каждый год обязательно бывает 2 солнечных затмения (около двух узлов лунной орбиты), но может быть 4 и даже 5 затмений. Пять солнечных затмений в году случается тогда, когда первое происходит вскоре после 1-го января. Тогда второе наступает в следующее новолуние, третье и четвертое произойдут несколько раньше, чем через полгода, а пятое — через 354 дня после первого (через 354 дня пройдет 12 синодических месяцев).

Пусть теперь (рис. 63) C будет центр земной тени, угловой радиус которой на среднем расстоянии Луны равен $41'$; $L'L'$ — часть орбиты Луны, по которой движется центр Луны L , имеющий угловой радиус $15',5$; Ω — восходящий узел лунной орбиты.

Для наступления лунного затмения необходимо, чтобы в полнолуние расстояние между центрами земной тени и Луны было меньше, чем $41' + 15',5 = 56',5$. Из сферического прямоугольного треугольника $CL\Omega$ имеем

$$\sin CL = \sin C\Omega \sin \angle C\Omega L$$

или

$$\sin 56',5 = \sin C\Omega \sin 5^\circ 09',$$

откуда получаем

$$C\Omega = \Delta l = 10^\circ,6.$$

Следовательно, лунное затмение, хотя бы и непродолжительное, возможно в том случае, если центр земной тени отстоит от лунного узла, по одну или другую сторону, менее чем на $10^\circ,6$. Тень Земли, перемещаясь по эклиптике со скоростью $59'$ в сутки, проходит это расстояние за 10,8 суток, а двойное расстояние в $21^\circ,2$ — за 21,6 суток. Но так как синодический месяц содержит 29,5 суток, то одно полнолуние может произойти на расстоянии, большем $10^\circ,6$ к западу от узла, а следующее полнолуние — на таком же расстоянии к востоку от узла, и тогда в этом месяце лунных затмений не будет. Тем более их не будет и в следующий месяц, так как центр Луны пройдет через узел спустя 27,2 дня (драконический месяц), а полунолуние случится на 2,3 дня позже. За 2,3 дня Луна уйдет от узла на 30° , и центр ее пройдет мимо центра земной тени на расстоянии, большем $56',5$.

Следующее лунное затмение может произойти лишь через полгода, вблизи другого узла лунной орбиты, но по тем же причинам его может и не быть.

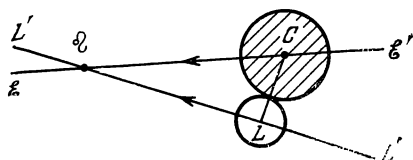


Рис. 63. Предельное расстояние центра земной тени от лунного узла при лунных затмениях.

Таким образом, на протяжении года может не произойти ни одного лунного затмения, а самое большее их может быть два или три. Три лунных затмения в году случаются тогда, когда первое из них происходит вскоре после 1-го января, второе — в конце июня, а третье — в конце декабря, через 12 синодических месяцев (через 354 дня) после первого.

§ 83. Общее число затмений в году. Сарос

Имея в виду условия наступления затмений, легко установить, что на протяжении года может произойти самое большее семь затмений — либо два лунных и пять солнечных, либо три лунных и четыре солнечных. В первом случае в начале года происходит два солнечных затмения и между ними одно лунное, затем в середине года — опять два солнечных и одно лунное и в конце года — пятое солнечное затмение. Во втором случае в начале года происходит одно лунное затмение и после него одно солнечное, затем в середине года — два солнечных и одно лунное, а в конце года — одно солнечное и после него третье лунное затмение. Однако такие годы случаются редко; чаще всего в году бывает два солнечных и два лунных затмения. Наименьшее число затмений в году — два и оба солнечных.

Последовательность затмений повторяется почти точно в прежнем порядке через промежуток времени, который называется *саросом* (сарос — египетское слово, означающее «повторение»). Сарос, известный еще в древности, составляет 18 лет и 11,3 суток. Действительно, затмения будут повторяться в прежнем порядке (после какого-либо начального затмения) спустя столько времени, сколько необходимо, чтобы та же фаза Луны случилась на том же расстоянии Луны от узла ее орбиты, как и при начальном затмении.

Фазы Луны повторяются в среднем через 29,53 суток; возвращение Луны к одному и тому же узлу своей орбиты происходит через 27,21 суток, а промежуток времени между двумя последовательными прохождением центра Солнца через один и тот же узел лунной орбиты, называемый *драконическим годом*, равен 346,62 суток. Следовательно, период повторяемости затмений (сарос) будет равен промежутку времени, по истечении которого начала этих трех периодов будут снова совпадать. Оказывается, что 242 драконических месяца почти в точности равны 223 синодическим месяцам, а также 19 драконическим годам, а именно:

242 драконических месяца = 6585,36 суток;

223 синодических месяца = 6585,32 суток = 18 лет 11 дней 7 часов 42 минуты;

19 драконических лет = 6585,78 суток.

Так как 223 синодических месяца на 0,04 суток короче, чем 242 драконических месяца, то через 6585 дней новолуние (или полнолуние) будет происходить на несколько ином расстоянии от узла лунной орбиты, чем 18 лет назад. Поэтому условия затмений не будут повторяться в точности. Кроме того, так как в саросе содержится целое число суток и еще примерно $\frac{1}{3}$ суток, то области видимости затмений за 18 лет перемещаются по земной поверхности к западу примерно на 120° .

В течение каждого сароса происходит 70 затмений, из них 41 солнечное и 29 лунных. Таким образом, солнечные затмения происходят чаще лунных, но в данной точке на поверхности Земли чаще можно наблюдать лунные затмения, так как они видны на целом полушарии Земли, тогда как солнечные затмения видны лишь в сравнительно узкой полосе. Особенно редко удастся видеть полные солнечные затмения, хотя в течение каждого сароса их бывает около 10. В данной точке земной поверхности полные солнечные затмения видны в среднем 1 раз в 200—300 лет.

Ближайшее полное солнечное затмение, хорошо видимое в СССР, произойдет 31 июля 1981 г. Полоса полной фазы затмения пройдет от Очамчире (Грузия, берег Черного моря) через Нальчик, Моздок, устье реки Эмбы, Тургай, Сузун, Ленинск-Кузнецкий, поселки Забайкалья и далее к Сахалину.

Ближайшие полные лунные затмения, видимые в СССР, произойдут 24 марта 1978 г., 16 сентября 1978 г. и 9 января 1982 г.

ОСНОВНЫЕ ЗАДАЧИ И ИНСТРУМЕНТЫ ПРАКТИЧЕСКОЙ АСТРОНОМИИ И ФУНДАМЕНТАЛЬНОЙ АСТРОМЕТРИИ

§ 84. Задачи практической астрономии

Практическая астрономия есть та часть астрономии, в которой рассматриваются методы наблюдений и соответствующие инструменты, используемые при решении задач, выдвигаемых производственной жизнью человеческого общества. Наиболее важные из них следующие: определение времени, определение географических координат (широты φ и долготы λ) и определение азимутов земных предметов.

Трудно найти такую область человеческой деятельности, где знание времени не имело бы существенного значения. Знать время с той или иной степенью точности необходимо и для решения проблем научного характера, и для решения целого ряда народнохозяйственных задач и, наконец, в быту, в повседневной жизни каждого человека. Для удовлетворения бытовых нужд широковещательные радиостанции Советского Союза в конце каждого часа передачи посылают в эфир шесть сигналов точного времени. Для обеспечения запросов науки и техники радиостанции разных стран передают ежедневно, и в общей сложности почти круглосуточно, специальные сигналы точного времени, принимая которые можно знать время с точностью до десятитысячной доли секунды. Передача сигналов точного времени осуществляется научными лабораториями, носящими название «служб времени». Для этой цели каждая служба времени имеет точные (прецизионные) астрономические часы, которые в моменты передач должны показывать точное время соответствующего часового пояса. Последнее достигается тем, что астрономы служб времени по возможности каждую ясную ночь определяют точное время из астрономических наблюдений (см. § 85), устанавливая показания часов, автоматически подающих сигналы точного времени (подающие часы), в соответствии с результатами этих наблюдений.

Знание точного времени необходимо и при определении географических координат пунктов на поверхности Земли и прежде всего при определении географической долготы λ (см. § 24). Определения же географических координат и азимутов земных предметов необходимо для изучения размеров и формы Земли

методом триангуляции (см. § 61). В этой области практическая астрономия тесно связана с такими науками, как геодезия и графиметрия и имеет большое значение для народного хозяйства. Координаты пунктов триангуляции служат опорными при топографических съемках различных масштабов, на основе которых составляются карты и планы местности, совершенно необходимые для правильного, научного развития производительных сил и экономики страны.

Изменения географических широт, обнаруженные в конце XIX в. (см. § 74), требуют систематического их изучения и учета. Поэтому специальные научные станции службы широты регулярно определяют географическую широту мест своего расположения.

Наконец, астрономические методы ориентировки (определение географических координат и азимутов направлений), несмотря на развитие других методов и наличие различных приборов, используемых для этой цели, до сих пор являются наиболее надежными методами при далеких плаваниях морских кораблей и дальних перелетах на современных «воздушных кораблях». Особое значение астрономические способы ориентировки имеют при космических полетах. Поэтому в следующих параграфах мы рассмотрим принципы, лежащие в основе этих методов, и кратко опишем важнейшие инструменты.

§ 85. Определение времени и географической долготы λ

а) Определение точного времени. Разность между точным временем T в какой-либо момент и показаниями часов T' в этот момент называется *поправкой часов u* , т. е.

$$u = T - T'. \quad (6.1)$$

Отсюда

$$T = T' + u. \quad (6.2)$$

Иными словами, поправка часов u есть величина, которую нужно прибавить к показанию часов T' , чтобы получить точное время T .

Следовательно, *определение точного времени сводится к определению поправки часов или хронометра.*

Поправка часов u может быть положительной (показания часов T' меньше точного времени T — часы «отстали») и отрицательной (показания часов T' больше точного времени T — часы «ушли вперед»). Поправка часов $u = 0$, если $T' = T$, т. е. часы показывают точное время.

Из-за технического несовершенства часов и влияния внешней среды их поправка не остается постоянной. Изменение поправки

часов за определенный промежуток времени называется *ходом часов* ω , т. е.

$$\omega = \frac{u_2 - u_1}{T'_2 - T'_1}.$$

Ход часов считается положительным, если их поправка с течением времени увеличивается (часы «отстают») и отрицательным, если она уменьшается (часы «спешат»).

Из астрономических наблюдений обычно определяется местное звездное время s того меридиана, на котором эти наблюдения производятся, а по нему находится местное среднее солнечное время T_m , которое затем может быть выражено в любой другой системе счета времени (см. § 24). Звездное время $s = \alpha + t$ (см. § 19). На основании (6.2) имеем

$$s = T' + u = \alpha + t,$$

откуда

$$u = \alpha + t - T'. \quad (6.3)$$

Таким образом, чтобы определить поправку часов u (точное время), необходимо измерить часовой угол t какого-либо светила с известным прямым восхождением α и в момент измерения угла отметить показания часов T' .

Если отметить показания часов T' в момент верхней кульминации светила ($t = 0$), то поправка часов будет

$$u = \alpha - T'. \quad (6.4)$$

Определение точного времени из наблюдений звезд в моменты их кульминаций — наиболее распространенный метод решения этой задачи.

б) Определение географической долготы λ . Решение этой задачи основано на том, что разность местных времен на двух меридианах в один и тот же момент равна разности долгот этих меридианов, выраженной в часовой мере (см. § 24). В настоящее время географические долготы отсчитываются от гринвичского меридиана, долгота которого принята равной нулю. Следовательно, если T_m — местное время какого-либо меридиана с восточной долготой λ от Гринвича, а T_0 — гринвичское время, то

$$\lambda = T_m - T_0. \quad (6.5)$$

Таким образом, определение долготы какого-либо пункта сводится к одновременному определению местного времени в данном пункте и местного времени на начальном меридиане. До изобретения радио решение такой задачи представляло значительные трудности. Главная из них заключалась в определении

гринвичского времени T_0 . Старые методы определения долгот были и приближенными (гринвичское время определялось из наблюдений затмений Луны, покрытий звезд Луной, из наблюдений явлений в системе галилеевых спутников Юпитера) и очень трудоемкими (способ «перевозки хронометров»). Изобретение телеграфа несколько облегчило задачу, но и оно не сняло всех трудностей в этом вопросе.

В современных методах определения долгот гринвичское время получается из приема сигналов точного времени по радио (см. § 84). Из приема радиосигналов до и после астрономических наблюдений вычисляется поправка часов u_0 относительно гринвичского меридиана для того же момента, для которого из наблюдений получена поправка часов u относительно меридиана данного пункта. Тогда долгота пункта на основании соотношений (6.2) и (6.5) получится из уравнения

$$\lambda = u - u_0, \quad (6.6)$$

так как $T_m = T' + u$, а $T_0 = T' + u_0$.

§ 86. Определение географической широты φ и поправки часов u

а) Определение φ и u по измеренным зенитным расстояниям светил. Решение этих двух задач основано на применении формулы (1.37) параллактического треугольника

$$\cos z = \sin \varphi \sin \delta + \cos \varphi \cos \delta \cos t, \quad (6.7)$$

где $t = s - \alpha$, или на основании (6.3):

$$t = T' + u - \alpha. \quad (6.8)$$

Если измерено зенитное расстояние светила z или его высота $h = 90^\circ - z$, и в момент измерения отмечен момент T' по звездным часам, а α и δ светила взяты из Астрономического Ежегодника на момент наблюдения, то в уравнении (6.7) неизвестными остаются две величины: φ и u . Следовательно, для их определения надо иметь второе такое же, но независимое уравнение, т. е. надо измерить зенитное расстояние по крайней мере еще одного светила и считать, что u за время наблюдения этих светил не меняется. Обычно так и поступают, когда производится совместное определение широты и поправки часов. При этом наблюдается не две, а несколько звезд, и полученные уравнения решают методом наименьших квадратов или методом последовательных приближений.

Если же известна одна из этих величин, то вторую легко вычислить из уравнений (6.7) и (6.8).

Пусть будет известна географическая широта φ места наблюдения. Тогда из уравнения (6.7) получим

$$\cos t = \frac{\cos z - \sin \varphi \sin \delta}{\cos \varphi \cos \delta},$$

откуда вычисляем t , а из уравнения (6.8) находим $u = t - T' + \alpha$.

Если известна поправка часов u , то из уравнения (6.7) вычисляется географическая широта φ .

Принципиально, для решения этих задач можно измерять зенитное расстояние любого светила, находящегося в любой точке неба над горизонтом. Однако для определения поправки часов u выгоднее измерять зенитные расстояния тех светил, которые в момент наблюдения находятся вблизи первого вертикала, т. е. у которых азимут близок к 90° или к 270° . В этом случае зенитные расстояния светил изменяются быстрее всего, и следовательно, момент наблюдения T' отмечается с большей точностью.

Для определения географической широты φ , наоборот, выгоднее измерять зенитные расстояния светил, находящихся вблизи меридиана. В этом случае их зенитные расстояния изменяются сравнительно медленно и тем самым возможная ошибка в отмеченном моменте T' мало повлияет на окончательный результат. С этой точки зрения очень выгодно наблюдать Полярную звезду, так как она всегда близка к меридиану и во всякое время удобна для точного определения широты места. Кроме того, ее высота над горизонтом всегда мало отличается от широты места наблюдения и может быть принята за приближенное значение этой величины с ошибкой, не превосходящей $\pm 1^\circ$.

б) Определение φ и u из наблюдений в момент кульминации светил.

Если светило находится в кульминации, то его часовой угол t равен 0 или 180° (12^h). Тогда из формулы (6.7) следует:

$$\left. \begin{array}{l} 1) \text{ если светило кульминирует к югу от зенита,} \\ \quad \text{то } \varphi = \delta + z, \\ 2) \text{ если к северу от зенита, то } \varphi = \delta - z, \\ 3) \text{ если светило находится в нижней кульмина-} \\ \quad \text{ции, то } \varphi = 180^\circ - \delta - z. \end{array} \right\} \quad (6.9)$$

Из уравнения (6.8) для момента

$$\left. \begin{array}{l} \text{верхней кульминации } u = \alpha - T', \\ \text{нижней кульминации } u = \alpha - T' + 12^h. \end{array} \right\} \quad (6.10)$$

Таким образом, по одному из уравнений (6.9) можно получить широту места φ , измерив только зенитное расстояние светила, а из уравнений (6.10) можно найти поправку часов u , отметив только момент прохождения светила через меридиан.

в) Определение φ и u из наблюдений светил на равных высотах (равных зенитных расстояниях x). Если для двух светил с прямыми восхождениями α_1 и α_2 и склонениями δ_1 и δ_2 отметить моменты T'_1 и T'_2 их прохождения через общий альмукантарат, т. е. когда они находятся на одинаковом расстоянии z , то на основании (6.7) и (6.8) получим равенство

$$\begin{aligned} \sin \varphi \sin \delta_1 + \cos \varphi \cos \delta_1 \cos (T'_1 + u - \alpha_1) = \\ = \sin \varphi \sin \delta_2 + \cos \varphi \cos \delta_2 \cos (T'_2 + u - \alpha_2), \end{aligned} \quad (6.11)$$

в котором неизвестными являются географическая широта места φ и поправка часов u .

Равенство (6.11) находит большое применение в различных способах как раздельного, так и совместного определения φ и u . Существенным во всех этих способах является то, что отпадает необходимость измерения зенитных расстояний светил и все наблюдения сводятся к отметке моментов времени по часам при прохождении светил через какой-нибудь альмукантарат.

§ 87. Совместное определение географических координат φ и λ

Точка на поверхности Земли, для которой какое-либо светило в данный момент находится в зените, называется *географическим местом* этого светила. Широта φ и долгота λ географического места светила могут быть определены, если известны координаты светила α и δ и звездное время в Гринвиче s_0 в момент прохождения светила через зенит. Действительно, когда светило находится в зените, его $z = 0$, следовательно, широта географического места светила $\varphi = \delta$. Но так как при этом светило находится и в верхней кульминации, то его часовой угол $t = 0$, а местное звездное время на меридиане географического места светила $s = \alpha$. Следовательно, долгота географического места светила $\lambda = \alpha - s_0$. Если наблюдатель находится на земной поверхности в точке O , не совпадающей с географическим местом B светила M (рис. 64), то он видит светило в момент s_0 на зенитном расстоянии z . (Лучи, идущие от светила ко всем точкам на Земле, можно считать параллельными.) Иными словами, наблюдатель находится от географического

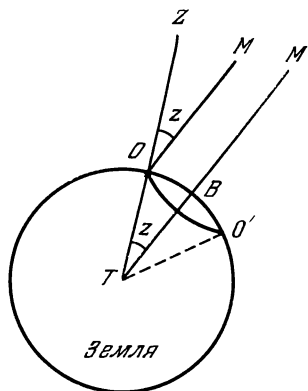


Рис. 64. Географическое место светила и круг равных высот.

места светила на угловом расстоянии, равном зенитному расстоянию светила. Если считать Землю шаром, а отвесные линии совпадающими с радиусами Земли, то точки на поверхности Земли, для которых данное светило находится на зенитном расстоянии z , будут расположены на малом круге OO' , сферический радиус которого BO равен зенитному расстоянию z светила, а центр находится в точке B . Такой круг называется *кругом равных высот* или *позиционным кругом*.

Пусть теперь наблюдатель измерил в моменты s_{01} и s_{02} по гринвичскому времени зенитные расстояния z_1 и z_2 двух светил

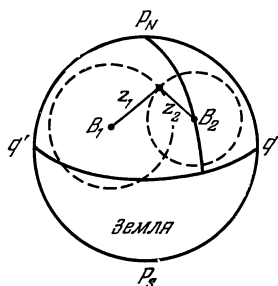


Рис. 65. Определение географических координат по двум кругам равных высот.

M_1 и M_2 , координаты которых α_1, δ_1 и α_2, δ_2 . Следовательно, наблюдатель находится где-то на позиционном круге, описанном сферическим радиусом z_1 из географического места B_1 (светила M_1), с координатами $\varphi_1 = \delta_1$ и $\lambda_1 = \alpha_1 - s_{01}$ (рис. 65). Одновременно наблюдатель находится и на другом позиционном круге сферического радиуса z_2 с центром в точке B_2 , имеющей координаты $\varphi_2 = \delta_2$ и $\lambda_2 = \alpha_2 - s_{02}$. Это означает, что наблюдатель находится в одной из двух точек пересечения обоих позиционных кругов, в какой именно из них — решить нетрудно, так как радиусы позиционных кругов на Земле очень велики и точки их

пересечения обычно удалены друг от друга на большое расстояние. Зная приблизительно район местонахождения наблюдателя, всегда можно выбрать ту точку, которая соответствует действительности.

Таким образом, если на земном глобусе начертить эти два позиционных круга и затем определить координаты φ и λ одной из точек их пересечения, соответствующей положению наблюдателя, то эти φ и λ и будут искомыми координатами последнего.

Этот способ определения географических координат места наблюдения (здесь кратко описана только его идея) находит широкое применение в мореплавании и воздухоплавании. Высоты двух светил с разностью азимутов около 90° измеряются обычно секстантом. Звездное гринвичское время наблюдения отмечается по авиационным часам или морскому хронометру, поправки которого относительно гринвичского меридиана определяются из приема радиосигналов времени (см. § 84). При обработке наблюдений применяется не глобус, а географические карты соответствующей проекции. На картах вычерчиваются не полные круги, а только малые части их, и не в виде кривых линий, а в виде прямых, которые по имени американского капитана Сом-

нера называются *сомнеровыми линиями*. Пересечение сомнеровых линий указывают на карте место корабля или самолета во время наблюдений.

§ 88. Определение азимута земного предмета

Определение азимута направления на земной предмет Π состоит из определения астрономического азимута A какого-либо светила M и из измерения горизонтального угла ΔA между вертикальными кругами светила и земного предмета A_{Π} (рис. 66). Тогда азимут земного предмета A_{Π} получим из уравнения

$$A_{\Pi} = A - \Delta A. \quad (6.12)$$

Об измерении разности азимутов двух предметов, т. е. угла ΔA , сказано в § 95.

Астрономический азимут светила A можно вычислить по двум формулам. Одна из них получается из первой формулы (1.36):

$$\cos A = \frac{\sin \varphi \cos z - \sin \delta}{\cos \varphi \sin z};$$

здесь достаточно измерить зенитное расстояние светила z (географическая широта φ и склонение светила δ должны быть известны). Другая формула получается из формул (1.37), если вторую из них разделить на третью:

$$\operatorname{tg} A = \frac{\cos \delta \sin t}{-\cos \varphi \sin \delta + \sin \varphi \cos \delta \cos t}.$$

Для определения A нужно отметить по хронометру или часам только момент наблюдения светила T' . Тогда, зная поправку часов u и прямое восхождение светила α , сначала находят часовой угол светила в момент наблюдения $t = T' + u - \alpha$, а затем по широте φ и склонению δ вычисляют азимут светила A .

В обоих случаях вычисляется азимут светила A , а по уравнению (6.12) — азимут земного предмета A_{Π} .

Зная азимут земного предмета для данного пункта, можно в любое время установить инструмент в этом месте так, чтобы его труба располагалась в плоскости небесного меридиана.

§ 89. Задачи фундаментальной астрометрии

Фундаментальная астрометрия — учение об инерциальных системах отсчета в астрономии, т. е. о системах, обладающих только прямолинейным и равномерным движением без вращения. Основу для создания таких систем дает нам построение на небесной сфере системы координат и собственных движений

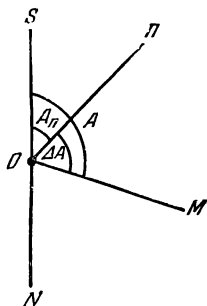


Рис. 66. К определению азимута земного предмета.

звезд и установление системы фундаментальных постоянных астрономии — величин, позволяющих учитывать закономерные изменения координат со временем. Отсюда следуют две основные задачи фундаментальной астрометрии: 1) определение координат и собственных движений звезд; 2) определение числовых значений фундаментальных астрономических постоянных. Принципы определения некоторых основных постоянных астрономии (прецессии, нутации, аберрации, параллакса Солнца) ясны из описания этих явлений, данных ранее в соответствующих параграфах. Поэтому в следующих параграфах мы ограничимся рассмотрением лишь первой задачи — определением координат и собственных движений звезд, без которых невозможно определение и фундаментальных постоянных.

Фундаментальная система координат в настоящее время задается прямыми восхождениями и склонениями некоторого числа звезд, расположенных по всему небу. Для ее создания в принципе достаточно было бы определить координаты и собственные движения сравнительно небольшого числа звезд. Но прямые восхождения и склонения по возможности большего числа звезд совершенно необходимо знать также и при решении задач практической, звездной астрономии и других разделов науки о небесных телах.

В настоящее время прямые восхождения и склонения известны для многих сотен тысяч звезд. Несмотря на это, задача определения экваториальных координат звезд до сих пор не потеряла своей актуальности и, вероятно, никогда ее не потеряет. Дело в том, что для огромного большинства звезд известны лишь приближенные координаты и для их уточнения необходимы повторные наблюдения этих звезд. Неоднократные определения координат одних и тех же звезд необходимы также и для определения их собственных движений (см. § 91) и для уточнения числовых значений астрономических постоянных.

Основные идеи и принципы определения экваториальных координат светил кратко излагаются в следующем параграфе.

§ 90. Абсолютные и относительные методы определения экваториальных координат (α и δ)

Экваториальные координаты светил могут быть определены либо *абсолютным* методом, либо *относительным* или *дифференциальным* методом.

Определение координат абсолютным методом не опирается на какие-либо заранее известные координаты. При дифференциальном же методе прямые восхождения и склонения нескольких десятков или сотен звезд должны быть заранее известны. Эти звезды называются *опорными*.

а) Абсолютные методы. Определение склонений звезд абсолютным методом основано на соображениях и формулах § 14. Действительно, если измерить зенитное расстояние незаходящей звезды сначала в момент ее верхней кульминации (z_v), а затем, через 12 часов звездного времени, в момент ее нижней кульминации (z_n), то будем иметь (см. формулы § 14)

$$z_v = \delta - \varphi$$

и

$$z_n = 180^\circ - \varphi - \delta,$$

откуда

$$\delta = 90^\circ - \frac{(z_n - z_v)}{2}$$

и

$$\varphi = 90^\circ - \frac{(z_n + z_v)}{2}.$$

Таким образом, не зная координат других светил, мы получим склонение δ данной звезды и географическую широту φ места наблюдения.

После того как широта места φ будет многократно определена из наблюдений нескольких незаходящих звезд, взяв среднее арифметическое ее значение φ_0 и измерив зенитное расстояние уже любой звезды в момент кульминации, получим склонение звезды по одной из следующих формул:

$\delta = \varphi_0 - z$, если звезда кульминировала к югу от зенита;

$\delta = \varphi_0 + z$, если звезда кульминировала к северу от зенита;

$\delta = 180^\circ - \varphi - z$, если звезда наблюдалась в нижней кульминации.

Абсолютный метод определения прямых восхождений основан на том соображении, что из наблюдений Солнца можно найти его прямое восхождение α_\odot , не зная прямых восхождений других светил.

Действительно, пусть на рис. 67 QQ' — небесный экватор, $\mathcal{E}\mathcal{E}'$ — эклиптика, Υ — точка весеннего равноденствия, ε — наклонение небесного экватора к эклиптике, а C — положение Солнца на эклиптике в некоторый момент. Тогда дуга Cm — склонение δ_\odot Солнца, а дуга Υm — его прямое восхождение α_\odot .

Из прямоугольного треугольника $Cm\Upsilon$, согласно формуле (1.35), следует:

$$\sin \alpha_\odot = \frac{\operatorname{tg} \delta_\odot}{\operatorname{tg} \varepsilon}. \quad (6.13)$$

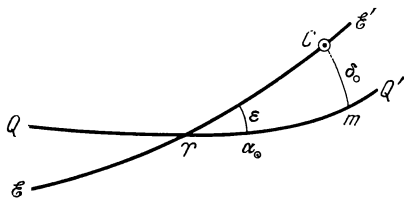


Рис. 67. К определению прямого восхождения Солнца.

Следовательно, если известно склонение Солнца δ_0 в некоторый момент и угол ε , то по формуле (6.13) можно вычислить прямое восхождение Солнца для этого же момента.

Измеряя зенитное расстояние z_0 Солнца в момент его верхней кульминации, т. е. в истинный полдень, мы для каждого дня наблюдений можем знать его склонение δ_0 . Склонение Солнца меняется с каждым днем (см. § 16). Из наблюдений, произведенных около дней летнего и зимнего солнцестояний, можно определить его экстремальные значения, абсолютная величина которых и будет как раз равна углу наклона ε эклиптики к экватору. С полученным значением ε по формуле (6.13) можно вычислить α_0 в момент истинного полудня для каждого дня наблюдений. Кроме того, если при измерении зенитного расстояния отмечать по часам момент T'_0 прохождения Солнца через меридиан, то из уравнения

$$s = \alpha_0 = T'_0 + u \quad (6.14)$$

будет известна также поправка часов u для каждого дня наблюдений и ход часов ω (см. § 85).

Таким образом, абсолютный метод определения прямых восхождений сводится к следующему. Выбирается несколько (например, 30—40) звезд, расположенных более или менее равномерно вдоль эклиптики и небесного экватора, настолько ярких, чтобы каждую из них можно было бы наблюдать и днем, до или после наблюдений Солнца. Такие звезды называются *главными* или *часовыми*.

При наблюдении часовых звезд отмечаются моменты их прохождения через меридиан T'_1, T'_2, \dots, T'_n . При наблюдении Солнца отмечается момент T'_0 его прохождения через меридиан и измеряется зенитное расстояние z_0 . По измеренному зенитному расстоянию Солнца вычисляется его склонение δ_0 и прямое восхождение α_0 для каждого дня наблюдений в моменты его верхней кульминации. По уравнению (6.14) вычисляются поправки часов на моменты наблюдений Солнца, а по ним — ход часов.

Далее, для каждого дня наблюдений Солнца и часовых звезд составляются следующие уравнения:

$$\left. \begin{aligned} \alpha_0 &= T'_0 + u, \\ \alpha_1 &= T'_1 + u_1, \\ \alpha_2 &= T'_2 + u_2, \\ &\dots \dots \dots \\ \alpha_n &= T'_n + u_n. \end{aligned} \right\} \quad (6.15)$$

а разность зенитных расстояний есть разность склонений этих звезд, т. е.

$$z - z_i = \delta_i - \delta = \Delta\delta_i \quad (\text{кульминация к югу от зенита}),$$

$$z - z_i = \delta - \delta_i = \Delta\delta_i \quad (\text{кульминация к северу от зенита}).$$

Из этих соотношений легко получаются искомые координаты α_i и δ_i определяемой звезды, так как α и δ опорной звезды известны.

Здесь мы изложили только принципы определения экваториальных координат; на практике дело обстоит значительно сложнее.

§ 91. Собственные движения звезд

Из сравнения экваториальных координат одних и тех же звезд, определенных через значительные промежутки времени, было обнаружено, что их прямые восхождения и склонения меняются с течением времени. Значительная часть этих изменений вызывается прецессией, нутацией, абберацией и, в меньшей степени, годичным параллаксом (см. §§ 63, 69, 73). Если исключить влияние этих причин, то изменения уменьшаются, но не исчезают полностью. Оставшееся смещение звезды на небесной сфере за год называется *собственным движением звезды* μ . Оно выражается в секундах дуги в год.

Собственные движения у разных звезд различны по величине и направлению. Только несколько десятков звезд имеют собственные движения больше $1''$ в год. Самое большое известное собственное движение $\mu = 10'',27$ (у «летающей» звезды Барнарда). Громадное же большинство измеренных собственных движений у звезд составляют сотые и тысячные доли секунды дуги в год.

Из-за малости собственных движений изменение видимых положений звезд не заметно для невооруженного глаза. В свое время это дало повод к возникновению термина «неподвижные звезды». Однако за очень большие промежутки времени фигуры созвездий меняются весьма заметно. Например, на рис. 68 изображено взаимное расположение семи ярких звезд Большой Медведицы в настоящее время (б), 50 000 лет тому назад (а) и через 50 000 лет (в).

Собственное движение каждой звезды происходит по дуге большого круга и с постоянной скоростью. Небольшие периодические отклонения от дуги большого круга в собственном движении замечены лишь у нескольких звезд.

Вследствие собственного движения звезды μ по дуге большого круга SS_1 (рис. 69) прямое восхождение звезды изменяется на величину μ_α , называемую собственным движением по

прямому восхождению, а склонение — на величину μ_δ , называемую собственным движением по склонению. Непосредственно из сравнения координат звезды определяются μ_α и μ_δ , выраженные в секундах дуги. Если же μ_α выражено в секундах часовой меры

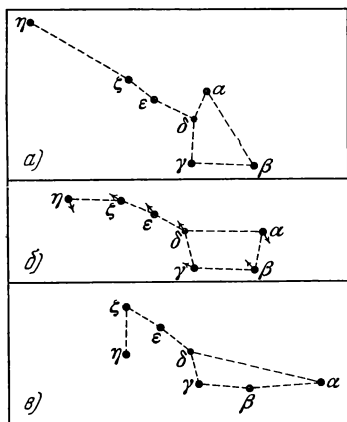


Рис. 68. Изменение вида Большой Медведицы за 100 000 лет.

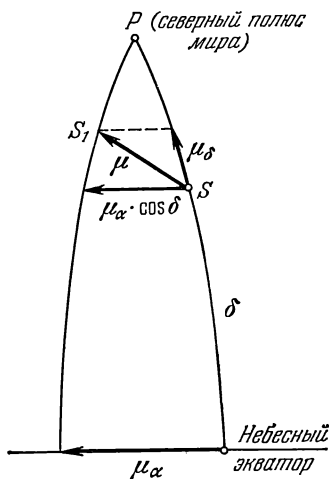


Рис. 69. Компоненты собственного движения звезды.

(обозначается μ_α^s), то $\mu_\alpha = 15\mu_\alpha^s \cos \delta$. Собственное же движение звезды μ вычисляется по формуле

$$\mu = \sqrt{\mu_\delta^2 + \mu_\alpha^2}.$$

Эта формула легко получается, если на рис. 69, вследствие малости собственного движения μ , дугу суточной параллели звезды $\mu_\alpha \cos \delta$, дугу круга склонения звезды μ_δ и дугу собственного движения звезды μ считать прямыми линиями.

§ 92. Фотографическая астрометрия

Для исследования строения и развития Вселенной, и в первую очередь Галактики, необходимо знать положения (координаты и расстояния) и движения как можно большего числа объектов (в идеале всех), входящих в ее состав.

Визуальные методы астрометрии позволяют получить координаты и собственные движения только для сравнительно ярких объектов, а расстояние — для объектов сравнительно близких (см. § 65). Получение этих характеристик для слабых и удаленных объектов до середины XIX в. практически было невозможно.

Применение фотографии в астрономии вызвало развитие фотографических методов почти во всех ее разделах, в том числе и в астрометрии.

Фотографический метод наблюдений для астрометрии ценен тем, что: 1) ему доступны объекты более слабые, чем наблюдаемые визуально; 2) на одном астронегативе одновременно получают изображения большого числа звезд (до нескольких тысяч) и других небесных объектов, среди которых особый интерес представляют внегалактические туманности; 3) на фотографической пластинке фиксируется взаимное расположение небесных объектов некоторой области неба в определенный момент, что позволяет сохранить эту картину и для будущих исследований.

Фотографические методы наблюдений в астрометрии применяются главным образом для определения относительных координат, собственных движений и относительных параллаксов небесных тел.

Для определения относительных экваториальных координат фотографирование отдельных участков неба производится так, чтобы астронегативы располагались друг относительно друга перекрывающимися рядами, т. е. чтобы координаты одного и того же объекта можно было определить по двум пластинкам. Кроме того, на каждой пластинке должны быть изображения 15—25 опорных звезд, т. е. звезд, прямые восхождения и склонения которых известны. Тогда, измеряя на очень точных приборах взаимные расстояния опорных звезд и определяемых объектов, сначала находят их координаты в некоторой произвольной системе (обычно прямоугольной), а затем вычисляют сферические координаты объектов (прямое восхождение α и склонение δ) с помощью известных α и δ опорных звезд.

Для определения собственных движений надо иметь по крайней мере два астронегатива одного и того же участка неба, фотографирование которого произведено через достаточный интервал времени (не менее 20—30 лет). При получении второй пластинки необходимо придерживаться по возможности таких же условий, при которых была получена первая пластинка. Специальные измерительные машины позволяют измерять разность прямоугольных координат изображений одного и того же объекта на двух пластинках, по которым затем можно вычислить собственные движения в системе принятых собственных движений опорных звезд.

Для определения относительных параллаксов необходимо иметь три астронегатива одного и того же участка неба, полученные с полугодовыми интервалами. Из изменений во взаимном расположении звезд на трех пластинках определяются параллаксы более близких звезд относительно более далеких. От-

носительный параллакс, конечно, получается меньше действительного, абсолютного, так как он является, по существу, разностью параллаксов близкой и далекой звезды. Несмотря на это, в последнее время определение параллаксов производится исключительно фотографическим методом. Практика показала, что гораздо легче и точнее можно измерить изменение во взаимном расположении звезд, чем обнаружить изменение их абсолютных координат.

Фотографии для астрометрических целей получаются с помощью телескопов, называемых *астрографами* (см. § 110).

§ 93. Астрономические каталоги и звездные карты

Экваториальные координаты светил, полученные непосредственно из наблюдений и исправленные за рефракцию (см. § 30), называются *видимыми*. Если из видимых координат исключить влияние абберации света (см. § 69), то получим *истинные* координаты. И наконец, если из истинных координат исключить влияние нутации (см. § 72), то получим *средние* экваториальные координаты светила в момент наблюдения. Средние экваториальные координаты светила можно вычислить и для любого другого момента, если учесть влияние прецессии (см. § 72).

Средние экваториальные координаты звезд, отнесенные к началу какого-нибудь года, заносятся в списки, которые называются *каталогами положений* или *звездными каталогами*. Начало года, для которого даны средние координаты звезд, называется *равноденствием* каталога. Каталоги положений делятся на *абсолютные* (полученные из абсолютных наблюдений) и *относительные* (полученные дифференциальным методом). В абсолютных и относительных каталогах, кроме экваториальных координат, обязательно указывается средняя дата наблюдений каждой звезды (*эпоха наблюдений*).

На основании абсолютных и относительных каталогов, полученных в разные эпохи, составляются *фундаментальные каталоги* положений звезд. В этих каталогах, кроме экваториальных координат, для каждой звезды даются собственное движение μ_α , μ_δ и другие характеристики звезды, а также прецессионные величины. Фундаментальные каталоги и являются фундаментальной системой отсчета в астрономии.

Наиболее обширным из фундаментальных каталогов является «Общий каталог» Босса (сокращенно GC), опубликованный в 1937 г. и содержащий положения и собственные движения 33 342 звезд. Наиболее точные координаты и собственные движения 1532 звезд содержатся в четвертом фундаментальном каталоге Астрономического общества (сокращенно FK4). Все данные

астрономических ежегодников вычисляются на основе этого каталога.

Кроме точных каталогов положений, составляются так называемые «обозрения неба», содержащие приближенные значения координат звезд. Основное назначение этих каталогов — облегчить отождествление перечисленных в них звезд при наблюдениях и при исследованиях фотографий звездного неба. Иногда такие каталоги публикуются в виде звездных карт. Наиболее известно «Боннское обозрение» (сокращенно BD), составленное в 1859—1887 гг. и содержащее приближенные координаты 324 000 звезд до 10—11 звездной величины, имеющих склонение в пределах от $+90^\circ$ до -23° . Продолжением BD для южного полушария неба являются Капское фотографическое обозрение (CPD) и Кордовское обозрение (CD или CoD).

Кроме звездных каталогов, имеются каталоги других небесных объектов. Так, каталог Мессье (1784 г.) содержит сведения о 108 туманностях и звездных скоплениях. общепринятый сейчас «Новый общий каталог туманностей и звездных скоплений» (сокращенно NGC), составленный Дрейером и изданный в 1888 г., содержит сведения о 7840 объектах, а два дополнения к нему (IC и IC II) содержат сведения о 5386 объектах. Существуют также каталоги, содержащие сведения о параллаксах, лучевых скоростях, звездных величинах и спектральных характеристиках звезд.

§ 94. Угломерные инструменты. Астрономическая труба

Из принципов решения астрономических задач следует, что во время наблюдений необходимо измерять углы в горизонтальной и вертикальной плоскостях и отмечать моменты времени.

Измерение углов производится угломерными инструментами различных конструкций. Современные астрономические угломерные инструменты являются довольно сложными, прецизионными приборами. Здесь нет необходимости входить в технические детали и рассматривать все многочисленные конструкции угломерных инструментов. Поэтому в дальнейшем мы ограничимся только кратким описанием главнейших из них и рассмотрим лишь основные идеи их устройства.

Основными частями угломерного инструмента являются точно разделенные круги и астрономическая труба, играющая роль визиера.

Астрономическая труба в принципе состоит из тубуса и двух двояковыпуклых собирающих линз, помещенных на ее концах. Одна из линз, обращенная к рассматриваемому объекту, называется *объективом*, другая, обращенная к глазу наблюда-

теля, — *окуляр*ом¹⁾. Прямая, соединяющая центры объектива и окуляра, называется *оптической осью* трубы.

Объектив служит для получения изображений небесных светил. Из оптики известно, что выпуклые линзы дают действительное, уменьшенное и перевернутое изображение удаленных предметов, а так как расстояния до небесных светил очень велики, то их изображения, кроме того, всегда находятся в фокальной плоскости объектива, проходящей через его фокус и перпендикулярной к оптической оси. Для краткости астрономы говорят, что изображение светила получается в фокусе объектива. Это изображение рассматривается в окуляр, который действует как увеличительное стекло (лупа). Чтобы изображение было резким, необходимо совместить фокус окуляра с фокусом объектива.

Увеличение n трубы подсчитывается по фокусному расстоянию F объектива и фокусному расстоянию f окуляра:

$$n = \frac{F}{f}.$$

В астрономических трубах фокусные расстояния объективов обычно бывают от нескольких дециметров до двух десятков метров, редко больше; фокусные расстояния окуляров — от 0,5 см до 5—6 см.

Большие астрономические трубы угломерных инструментов всегда снабжаются несколькими окулярами с различными фокусными расстояниями, позволяющими получать увеличение трубы в пределах от 100 до 300 раз.

В угломерных инструментах астрономическая труба должна обязательно иметь крест паутинных нитей, помещаемый в фокальной плоскости объектива. Прямая линия, соединяющая центр объектива с точкой пересечения нитей креста, называется *визирной линией*. Если изображение какой-либо точки светила находится на кресте нитей, то визирная линия имеет именно то направление, по которому луч света от этой точки идет к наблюдателю.

Кроме этого важного свойства фиксации направления в пространстве, астрономическая труба увеличивает количество света, попадающего в глаз наблюдателя, и позволяет видеть более слабые звезды, чем невооруженным глазом. Действительно, так как диаметр объектива трубы всегда гораздо больше диаметра зрачка, то, глядя в трубу, глаз от каждой светящейся точки получает значительно больше света, чем без трубы.

¹⁾ Для компенсации оптических погрешностей линз объектив и окуляр собираются из двух и из трех линз.

§ 95. Универсальный инструмент

Одним из основных угломерных инструментов, позволяющим в любой точке земной поверхности измерить горизонтальные координаты светила, является *универсальный инструмент* (рис. 70), который состоит из небольшой астрономической тру-

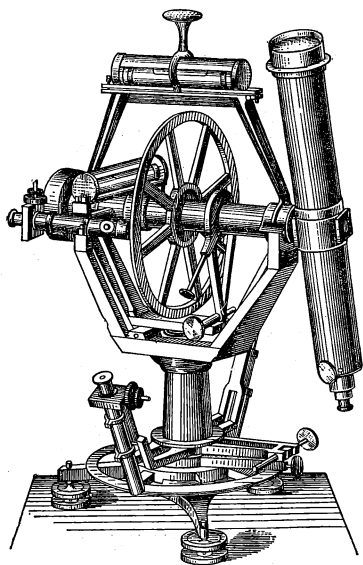


Рис. 70. Универсальный инструмент.

бы, имеющей возможность поворачиваться вокруг двух взаимно перпендикулярных осей — *горизонтальной и вертикальной*. Установка осей в плоскости математического горизонта и в вертикальной плоскости производится с помощью уровней и регулировочных винтов.

Углы поворота трубы около той и другой оси отсчитываются по двум кругам или *лимбам* — вертикальному и горизонтальному. Вертикальный круг соединен с горизонтальной осью и служит для отсчетов углов в вертикальной плоскости; горизонтальный круг соединен с вертикальной осью и по нему отсчитываются углы в горизонтальной плоскости.

Круги делятся штрихами на градусы, а каждый градус — на 2, 3, 6 или 12 частей, т. е. между двумя соседними штрихами содержится 30', 20', 10' или 5'. Обычно 10-градусные, а иногда и 5-градусные штрихи оцифровываются.

Отсчеты каждого лимба производятся с помощью концентрического с ним круга, или части круга, на котором наносится нулевой штрих (указатель) для отсчета целых делений лимба.

Для отсчета долей деления лимба служит *верньер* или *нониус*, позволяющий отсчитывать углы с точностью до 30'', 20'', 10'' или 5'', смотря по устройству верньера.

Все отсчеты производятся сквозь лупу, а иногда и в микроскоп, так как деления кругов очень мелкие.

Если центр лимба не совпадает с центром оси вращения, то отсчет по одному верньеру будет ошибочен. Эта ошибка в отсчете называется *ошибкой эксцентриситета*. Она исключается при отсчетах лимба в двух диаметрально противоположных точках круга, из которых берется среднее арифметическое. Поэтому все

угломерные инструменты имеют по два верньера для каждого лимба.

В идеальном инструменте вертикальная и горизонтальная оси должны быть взаимно перпендикулярны, визирная линия перпендикулярна к горизонтальной оси, а центры осей вращения должны проходить точно через центры разделенных кругов. Но идеальных инструментов не бывает. Поэтому одной из важнейших задач практической астрономии является изучение всех ошибок инструментов и разработка методов их исключения из результатов наблюдений, или учета их влияния на измеряемые величины. В дальнейшем мы будем считать инструменты безошибочными, что равносильно тому, что их инструментальные ошибки учтены.

Универсальные инструменты изготавливаются сравнительно небольших размеров. Диаметры разделенных кругов находятся в пределах от 10 до 30 см, а фокусные расстояния их труб — от 10 до 50 см.

Если в универсальном инструменте вертикальный круг разделен более точно, чем горизонтальный, то такой инструмент называется *вертикальным кругом*. Если горизонтальный круг разделен точнее вертикального, то инструмент называется *теодолитом*. Последний употребляется главным образом в геодезических работах при измерении горизонтальных углов.

Универсальный инструмент употребляется почти исключительно как переносный в различного рода экспедициях для определения главным образом географических координат места наблюдения (λ и φ) и азимутов земных предметов.

Если универсальный инструмент безошибочен и с помощью уровней установлен так, что его горизонтальная ось находится в плоскости математического горизонта, то при вращении трубы вокруг этой оси визирная линия трубы будет поворачиваться в вертикальной плоскости.

Обозначим отсчет вертикального круга при направлении трубы в зенит через Z_0 . Этот отсчет называется *местом нуля круга*, или *местом зенита*. Для определения места зенита надо направить трубу, при положении вертикального круга справа (или слева) от нее, на неподвижный отдаленный предмет, на некоторой высоте над горизонтом. Записав отсчет вертикального круга КП¹⁾ (или КЛ²⁾), надо повернуть трубу вокруг вертикальной оси на 180° , затем повернуть ее вокруг горизонтальной оси и снова направить на тот же предмет, и произвести отсчет вертикального круга КЛ (или КП).

Легко видеть (рис. 71), что разность отсчетов КП — КЛ (или КЛ — КП, смотря по тому, в каком направлении оцифрован

¹⁾ «Круг право».

²⁾ «Круг лево».

круг) равна удвоенному зенитному расстоянию предмета, т. е. $2z$. Тогда

$$z = \pm \left(\frac{КП - КЛ}{2} \right), \quad (6.16)$$

а место зенита на круге

$$Z_0 = \frac{КП + КЛ}{2}. \quad (6.17)$$

Из этих двух формул следует:

$$z = \pm (Z_0 - КЛ) \quad (6.18)$$

или

$$z = \pm (КП - Z_0). \quad (6.19)$$

При наблюдениях светил, зенитные расстояния которых непрерывно меняются, пользоваться формулой (6.16) нельзя, так как отсчеты КП и КЛ делаются в разные моменты времени. Зенитные расстояния светил определяются по формуле (6.18) или (6.19), если Z_0 заранее определено по земному предмету.

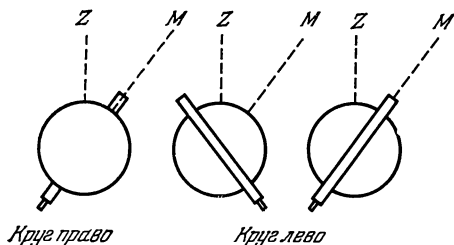


Рис. 71. Схема определения места зенита

Поворотом вертикального круга на оси можно добиться такого его положения, что Z_0 будет близко к нулю, и тогда отсчет круга даст сразу зенитное рас-

стояние любого предмета. Но сделать это с точностью до $1''$ невозможно, и при высокоточных измерениях применяется описанный выше способ измерения зенитных расстояний с предварительным определением точного значения места зенита Z_0 .

При наведении трубы на какой-либо предмет отсчет на горизонтальном круге будет указывать положение круга высоты этого предмета. Наведя трубу на второй предмет и отсчитав показание горизонтального круга, мы получим положение круга высоты второго предмета. Поэтому разность двух отсчетов горизонтального круга равна разности азимутов этих двух предметов. Для определения же азимута какого-либо предмета необходимо знать отсчет горизонтального круга при положении трубы в плоскости небесного меридиана (см. § 88).

§ 96. Секстант

При наблюдениях на море (с палубы корабля) или в воздухе (с борта самолета) пользуются переносным инструментом, называемым *секстантом*. Он не требует прочной установки, и при наблюдениях его держат в руках. Существенной особен-

ностью этого инструмента является то, что визирование обоих предметов, между которыми измеряется угол, осуществляется не последовательно, а одновременно и заключается в совмещении изображений обеих наблюдаемых точек в поле зрения трубы.

Секстант (рис. 72) состоит из металлической рамы с лимбом LL' , представляющим часть окружности, немногим более 60° ; алидады a , вращающейся вокруг оси, проходящей через

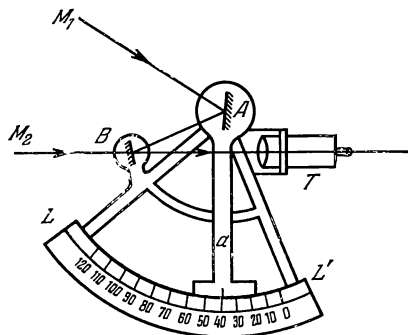


Рис. 72. Схема секстанта.

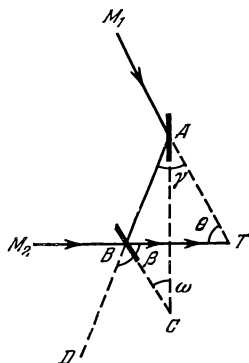


Рис. 73. Ход лучей в секстанте.

центр лимба и перпендикулярной к нему; подвижного зеркала A , укрепленного на алидаде перпендикулярно к плоскости лимба; зрительной трубы T , скрепленной с рамой; неподвижного зеркала B , прикрепленного к раме перпендикулярно к плоскости лимба на продолжении оптической оси трубы T . Неподвижное зеркало B посеребрено только до половины его высоты; верхняя его часть прозрачна. Зеркало B и труба T ориентируются на раме так, чтобы луч, идущий от середины подвижного зеркала A , после отражения от зеркала B шел по оси трубы.

Принцип измерения секстантом угла между двумя объектами заключается в следующем (рис. 73). Луч от объекта M_1 после двукратного отражения от зеркал A и B принимает направление BT , по которому он попадает в глаз наблюдателя. Это направление составляет с первоначальным направлением луча M_1 угол θ . Луч от объекта M_2 , пройдя сквозь прозрачную часть зеркала B , попадет в глаз наблюдателя по тому же направлению BT .

Следовательно, угол между лучами M_1 и M_2 будет также равен углу θ . Последний же вдвое больше угла ω между зеркалами A и B , так как

$$\theta = \beta - \gamma = 2 \left(\frac{\beta}{2} - \frac{\gamma}{2} \right) = 2\omega.$$

Таким образом, когда изображения двух объектов совпадают в поле зрения трубы секстанта, то угол θ между этими объектами равен удвоенному углу ω между зеркалами, который может быть отсчитан по лимбу секстанта. Но чтобы каждый раз не удваивать значений этого угла, деления на лимбе оцифрованы числами, показывающими удвоенную величину угла ω , т. е. непосредственно измеряемый угол θ между объектами. Так, деления, последовательно отстоящие друг от друга на 1° , оцифрованы числами 0° , 2° , 4° , 6° и т. д. до 120° , при 60° -градусной дуге.

При измерении высоты светила с палубы корабля наблюдатель держит секстант в вертикальной плоскости так, чтобы сквозь прозрачную часть неподвижного зеркала видеть в середине поля зрения трубы линию видимого горизонта. Вращая алидаду a с подвижным зеркалом, сначала добиваются появления в поле зрения изображения светила, а затем совмещают это изображение с линией видимого горизонта и отмечают в этот момент показание часов, после чего отсчитывают показание лимба. Последний отсчет дает высоту светила над видимым горизонтом. Чтобы получить высоту светила относительно истинного, математического горизонта, необходимо учесть так называемое понижение горизонта.

В авиационном секстанте роль видимого горизонта играет уровень, помещенный внутри прибора. При наблюдениях изображение светила совмещается с изображением пузырька уровня.

Наблюдения с секстантом менее точны, чем с универсальным инструментом, зато они позволяют просто и быстро определить географические координаты с приемлемой в практике точностью.

Секстанты специальной конструкции применяются при ориентировке космических кораблей с космонавтами на борту.

§ 97. Меридианный круг

Меридианный круг (рис. 74) состоит из астрономической трубы AB , которая может вращаться только вокруг горизонтальной оси EW . Последняя лежит на прямоугольных вырезах (лагерах), прикрепленных к кирпичным или каменным столбам, установленным на солидном фундаменте. Горизонтальная ось меридианного круга должна быть направлена точно с востока на запад. Тогда труба будет располагаться и вращаться точно в плоскости небесного меридиана.

На горизонтальную ось EW наглухо насажен круг CD (или два круга), вращающийся вместе с трубой AB . На круге с очень большой точностью нанесены штрихи через каждые $2'$ или $4'$.

Отсчеты на круге производятся по неподвижному указателю M , укрепленному на столбе. Увеличение точности отсчета достигается с помощью микроскопа с измерительным приспособлением — микрометром, установленным рядом с неподвижным указателем. Микроскоп-микрометр позволяет измерять расстояние указателя от ближайшего деления круга, т. е. отсчитывать показания круга с точностью до $0'',1$. При точных измерениях таких микроскопов-микрометров устанавливают 2 или 4, располагая их на концах одного или двух диаметров круга. Когда

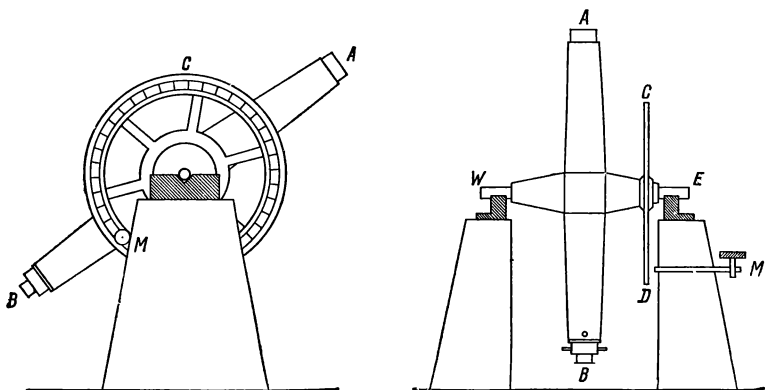


Рис. 74. Схема меридианного круга.

труба меридианного круга направлена в зенит, то один из указателей должен находиться точно против нулевого деления круга. Тогда отсчет по этому указателю при наведении трубы на любое светило сразу даст зенитное расстояние этого светила или дополнение к зенитному расстоянию до 360° , в зависимости от того, в каком направлении оцифрован круг.

Если против указателя стоит нулевое деление круга, а труба при этом направлена в верхнюю точку небесного экватора, то отсчет по этому указателю при наведении трубы на светило сразу даст склонение светила или дополнение к нему до 360° .

Первое или второе положение круга и указателя достигается поворотом круга на горизонтальной оси. Если же этого сделать почему-либо нельзя, то из специальных наблюдений определяют либо место зенита на круге Z_0 , либо место экватора Q_0 , а затем зенитное расстояние светила (или его склонение) получают по формулам, аналогичным формулам для универсального инструмента.

Размеры меридианных кругов различны. Диаметры разделенных кругов могут быть от 0,5 до 1 м, длина трубы — от 1,5 до 3 м, а диаметр объектива трубы — от 10 до 20 см. Меридианный

круг используется главным образом для определения экваториальных координат светил (α и δ).

Поскольку труба меридианного круга может вращаться только в плоскости небесного меридиана, наблюдения каждого светила возможны только вблизи его кульминации. При этом крест нитей в фокальной плоскости трубы устанавливается так, чтобы изображение звезды двигалось по горизонтальной нити. Тогда отсчеты круга дадут либо склонение светила δ , либо его зенитное расстояние z в момент кульминации, по которому можно вычислить склонение.

Для определения прямого восхождения светила наблюдатель отмечает по часам момент пересечения светилем вертикальной нити креста, т. е. момент кульминации светила, поскольку вертикальная нить должна находиться точно в плоскости небесного меридиана. По этому моменту затем вычисляется прямое восхождение светила (см. § 90).

§ 98. Пассажный инструмент

Стационарный *пассажный инструмент* устроен совершенно так же, как и меридианный круг, только вместо точного разделенного круга на горизонтальную ось насажен небольшой круг — искатель, который служит для приближенной установки трубы на нужную высоту над горизонтом. Этот инструмент используется только для наблюдения моментов прохождения светил через меридиан, по которым затем вычисляются их прямые восхождения.

Для определения точного времени, которое также получается из моментов прохождения светил через меридиан, употребляются небольшие переносные пассажные инструменты (рис. 75), которые, кроме размеров, отличаются от стационарных пассажных инструментов некоторыми конструктивными особенностями. Главная из них та, что с помощью особого приспособления горизонтальную ось вместе с трубой во время наблюдений одного и того же светила можно быстро переложить так, что восточный конец оси ляжет на западный лагерь (подставку), а западный — на восточный. Такая перекладка необходима для исключения ошибок инструмента.

Переносный пассажный инструмент, установленный в меридиане, используется главным образом для определения точного времени по звездам. Во время наблюдений отмечаются моменты прохождения звезд не только через одну центральную (среднюю) вертикальную нить, расположенную точно в меридиане, но и через ряд нитей до и после нее. Затем по известным расстояниям боковых нитей от центральной приводят все моменты времени к моменту прохождения звезды через центральную

нить и берут среднее арифметическое из всех чисел, получая, таким образом, более точное значение момента кульминации звезды.

В фотоэлектрическом пассажном инструменте в фокальной плоскости объектива вместо сетки нитей устанавливается визирная решетка, представляющая собой непрозрачную пластину с рядом параллельных прозрачных щелей. Визирная решетка располагается так, чтобы изображение звезды двигалось в поле зрения перпендикулярно к ее щелям, позади которых располагается фотоумножитель (см. § 113). При движении звезды свет от нее, проходя поочередно щели решетки, попадает на фотоумножитель. Под действием света в анодной цепи фотоумножителя возникает фототок, моменты появления которого и регистрируются специальными приборами.

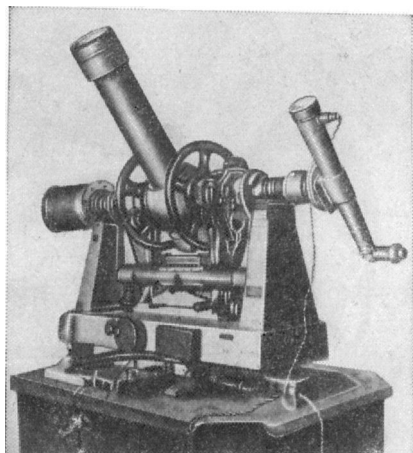


Рис. 75. Фотоэлектрический и визуальный инструмент.

Для наведения трубы на звезду фотоэлектрический пассажный инструмент снабжается дополнительной трубой — искателем.

Фотоэлектрические наблюдения имеют существенное преимущество перед визуальными, так как они почти полностью свободны от ошибок, вносимых наблюдателем.

§ 99. Зенит-телескоп, призенная астролябия, фотографическая зенитная труба

Кроме основных инструментов, описанных в предыдущих параграфах, на современных обсерваториях для некоторых наблюдений используются специальные инструменты. Так, например, *зенит-телескоп* (рис. 76) служит для точного измерения малых разностей зенитных расстояний звезд вблизи зенита. Систематические наблюдения на зенит-телескопах ведутся главным образом для определения точных значений географической широты места наблюдения, с целью изучения движений полюсов Земли (см. § 74).

Призенная астролябия служит исключительно для наблюдения звезд на некоторой постоянной высоте h_0 , обычно близкой

к 60° . Схема призмной астролябии дана на рис. 77. Свет от звезды падает на верхнюю грань равнобедренной треугольной призмы и на «ртутный горизонт» (поверхность ртути в плоском сосуде). Пройдя через верхнюю грань призмы и отразившись

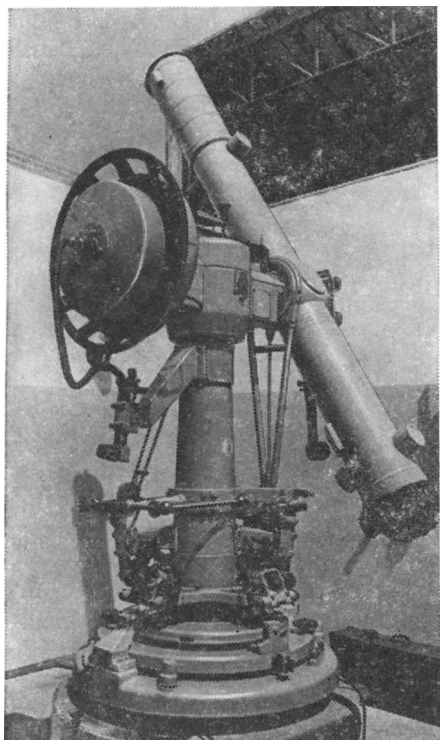


Рис. 76. Зенит-телескоп.

от ее нижней грани, лучи света от звезды попадают на объектив и, пройдя его и отразившись от двух зеркал, дают в фокальной плоскости объектива изображение звезды, движущееся вверх при увеличении высоты звезды. Лучи, отраженные от ртутного горизонта, падают на нижнюю грань призмы и, пройдя ее и отразившись от ее верхней грани, попадают в объектив и дают в его фокальной плоскости второе изображение звезды, движущееся вниз при увеличении высоты звезды. Наблюдение на призмной астролябии заключается в отметке момента, когда эти изображения совпадут. Это случится при достижении звездой альмукантарата h_0 . Отмеченный момент времени и известная высота h_0 позволяют вычислить географическую широту места наблюдения и точное местное время.

Для увеличения точности наблюдений астролябия имеет специальную призму (призму Волластона), перемещая которую с помощью микрометрического винта, можно удерживать оба изображения звезды на постоянном расстоянии друг от друга. По записанным моментам от контактов барабана момент прохождения звездой альмукантарата h_0 получается точнее.

Для наблюдений в различных азимутах астролябия может вращаться около вертикальной оси.

Фотографическая зенитная труба (ФЗТ) используется также для определения географической широты места наблюдения и точного времени. Устройство ФЗТ и наблюдения на ней принципиально отличаются от устройства и наблюдений на ранее

описанных инструментах. Фотографическая зенитная труба состоит из неподвижной вертикальной трубы (рис. 78), оптическая ось которой располагается строго вертикально, и ртутного горизонта, помещенного под объективом, на расстоянии, несколько большем половины его фокусного расстояния.

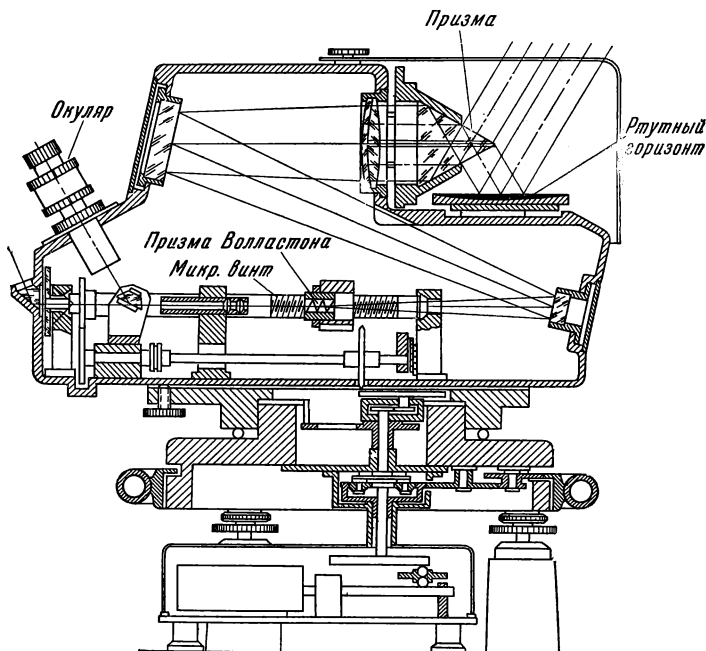


Рис. 77. Призменная астролябия.

Тогда лучи звезд, находящихся близко к зениту, пройдя объектив и отразившись от поверхности ртути, идут вверх и образуют изображения звезд немного ниже объектива. В этом месте, перпендикулярно к оптической оси, помещается фотопластинка, которая плавно передвигается часовым механизмом перпендикулярно к плоскости небесного меридиана.

Наблюдения на ФЗТ состоят в том, что незадолго до кульминации избранной звезды открывают фотопластинку и, то двигая ее часовым механизмом со скоростью изображения звезды, то останавливая на некоторое время, получают несколько изображений звезды до меридиана (рис. 79, а, точки 1, 2, 3). Около момента кульминации объектив вместе с пластинкой поворачивают вокруг вертикальной оси точно на 180° и получают несколько изображений звезды после прохождения меридиана (рис. 79, б, точки 4, 5, 6).

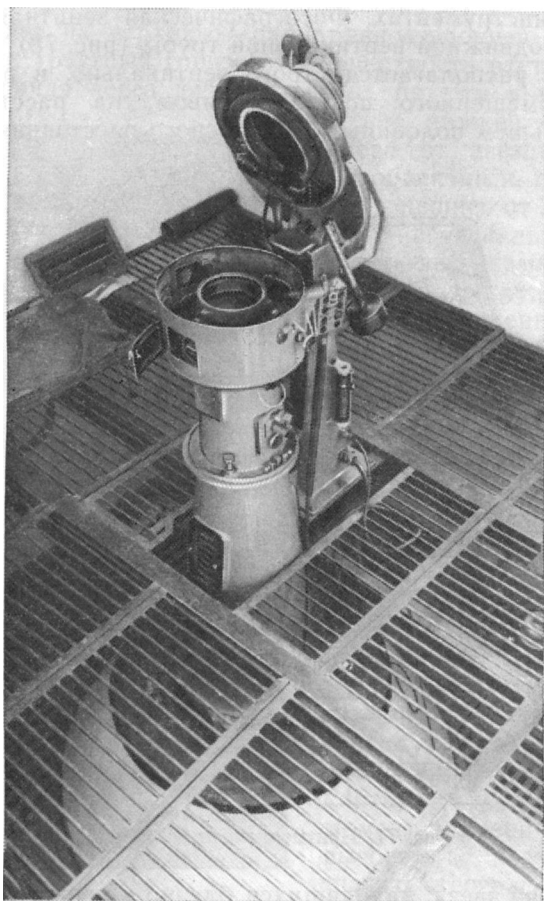


Рис. 78 Фотографическая зенитная труба.

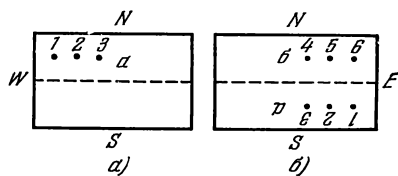


Рис. 79. К описанию работы на фотографической зенитной трубе.

Из измерений расстояний между рядами a и b и между изображениями звезды, и по отметкам времени, которые автоматически впечатываются на эту же пластинку, вычисляется время кульминации звезды и ее зенитное расстояние в этот момент. По этим данным, зная склонение и прямое восхождение звезды, определяют географическую широту места наблюдения и точное время.

§ 100. Астрономические часы и хронометры

При всех астрономических наблюдениях необходимо с той или иной степенью точности отмечать и записывать моменты наблюдаемых явлений. Для этой цели служат астрономические часы и хронометры самых разнообразных конструкций.

Маятниковые часы основаны на свойстве маятника сохранять в идеальных условиях постоянным период своего колебания, который зависит от длины маятника. В астрономических часах маятники делают секундные, т. е. совершающие одно колебание (справа налево, или слева направо) за одну секунду. Длина такого маятника около 1 м. Циферблат имеет часовую, минутную и секундную стрелки. Часовой механизм устроен так, что каждое колебание маятника сопровождается четким ударом, хорошо слышимым на расстоянии нескольких метров. Это позволяет считать секунды, не глядя на часы, и отмечать моменты по часам с точностью до десятой доли секунды.

Период колебания маятника очень чувствителен к изменению внешних условий и прежде всего к изменениям температуры и атмосферного давления. Изменение температуры вызывает изменение длины маятника, а следовательно, и его периода. Для уменьшения этих изменений стержень маятника изготавливается из материалов с небольшим температурным коэффициентом линейного расширения (из инвара или суперинвара) и устраиваются приспособления, компенсирующие температурные изменения длины маятника. Кроме того, маятник часов помещают в термостатированное помещение, или в подвал, на глубине 10—20 м, где суточные изменения температуры отсутствуют, а годовые не превышают $0^{\circ},5$.

Непостоянство атмосферного давления, т. е. изменение плотности окружающей маятник среды, устраняется тем, что маятник помещают в герметический медный цилиндр, в котором создается постоянное низкое давление около 20 мм.

Наиболее совершенными маятниковыми часами являются часы Шорта и часы Федченко.

Часы английского инженера Шорта (рис. 80) состоят из двух маятников — свободного и вторичного, колебания которых автоматически синхронизируются. Свободный маятник не

связан непосредственно с часовым механизмом и помещается в герметическом цилиндре, находящемся в подвале или в термостатированном помещении. С помощью электрической связи свободный маятник управляет колебаниями вторичного маятника, который связан с часовым механизмом и помещается в обычных условиях.

Маятниковые часы советского конструктора Федченко (рис. 81) состоят из одного сво-

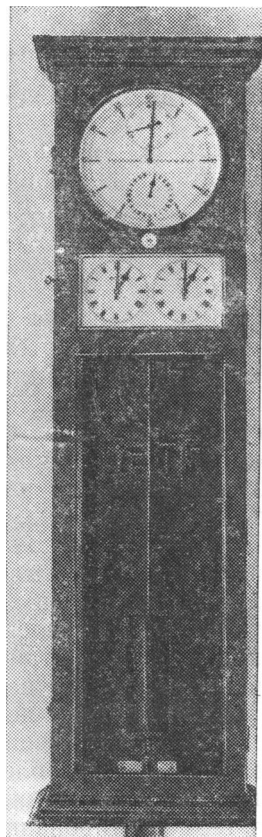
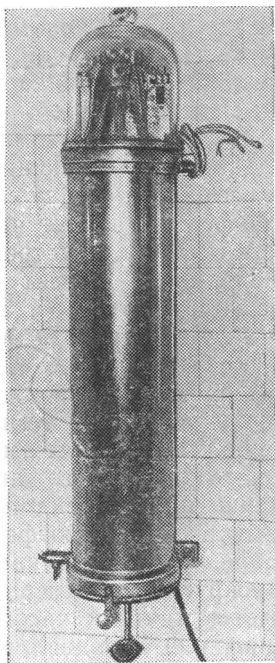


Рис. 80. Часы Шорта: слева — свободный маятник, справа — вторичный маятник.

бодного маятника и часового механизма с циферблатом, связанных между собой только электрической цепью. Свободный маятник в герметическом цилиндре помещается в подвале, или в термостатированном помещении, а часовой механизм с циферблатом может находиться в обычных условиях.

Хронометры (переносные часы) используются главным образом в экспедициях и в мореплавании (рис. 82). Устройство

хронометра аналогично устройству карманных часов. Движущей силой в них является сила упругости сильной спиральной пружины, а регулятором движения стрелок — баланс (балансир), колеблющийся то в одну, то в другую сторону под действием слабой спиральной пружины.

От карманных часов хронометры отличаются большими размерами и большей точностью механизма. Размер циферблата хронометра около

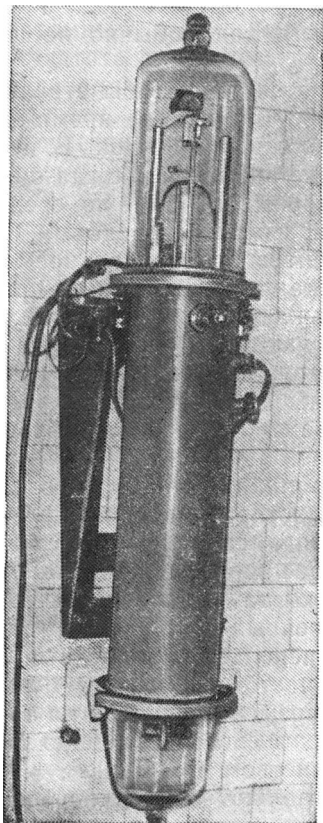


Рис. 81. Часы Федченко.

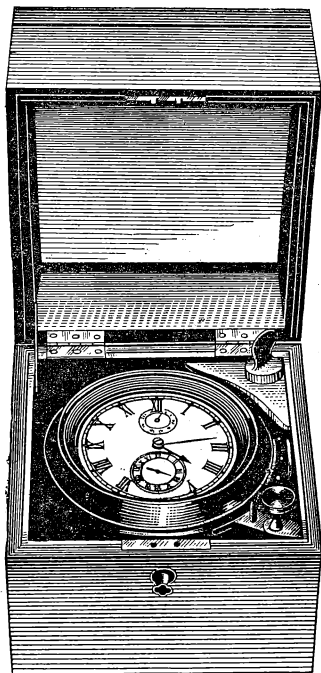


Рис. 82. Хронометр.

10 см. На нем имеются часовая, минутная и секундная стрелки. Механизм хронометра устроен так, что секундная стрелка резко перескакивает каждые полсекунды с четким ударом, слышимым на расстоянии нескольких метров.

Хронометры менее точны, чем маятниковые часы, но они имеют то преимущество перед часами, что их можно переносить, не нарушая их хода. Для этого они помещаются в ящике на карданном подвесе (подвес с двумя взаимно перпендикулярными

осями), так что при любых наклонах ящика хронометр сохраняет горизонтальное положение.

Качество часов и хронометров характеризуется равномерностью их хода, его постоянством; так, например, колебания суточного хода маятниковых часов Федченко — не более $\pm 0^s,0003$, а часов Шорта — порядка $\pm 0^s,001 - 0^s,002$. У хорошего хронометра колебания суточного хода обычно не превосходят $\pm 0^s,3$.

Часы, или хронометры, регулируются так, чтобы стрелки их циферблатов отсчитывали ровно $24^h00^m00^s$ либо за время звездных суток, либо за время средних солнечных суток. В первом случае часы будут идти по звездному времени, и тогда они называются звездными часами, во втором случае — по среднему солнечному времени, и тогда они называются средними.

Для более точных отметок моментов времени во время наблюдений часы и хронометры снабжаются контактным приспособлением, замыкающим или размыкающим ток в цепи регистрирующего прибора. Эти приборы дают возможность отмечать (или сами записывают, фотографируют) показания часов и хронометров в моменты наблюдений тех или иных явлений с точностью гораздо большей, чем отметка моментов на слух.

Развитие радиотехники и электроники привело к созданию колебательных систем, стабильность которых, при определенных условиях, оказалась значительно выше, чем у механических маятниковых часов. Поэтому в настоящее время маятниковые часы используются только в тех случаях, когда достаточно знать время с небольшой точностью. В современных же службах времени для его хранения и распространения используют кварцевые часы, молекулярные и атомные стандарты частоты.

Во всех этих приборах измерение времени основано на точном счете числа колебаний, возникающих в системе прибора и происходящих с исключительным постоянством частоты.

Кварцевые часы (рис. 83) представляют собой генератор переменного электрического напряжения, колебания которого задаются пьезоэлектрическими деформациями кристаллической кварцевой пластинки, происходящими в переменном электрическом поле. В зависимости от формы и величины кварца частота колебаний может достигать сотен *кГц* или десятков *МГц*. Упругие деформации кварцевой пластинки подобно колебаниям маятника в обычных часах обеспечивают постоянство частоты кварцевого генератора с относительной стабильностью, достигающей $10^{-10} - 10^{-11}$. Это означает, что частота, скажем, в 1 МГц выдерживается с точностью $10^{-4} - 10^{-5} \text{ гц}$. С такой же относительной точностью при помощи кварцевых часов измерится какой-либо интервал времени. В итоге колебания суточного хода кварцевых

часов (т.е. за 10^5 сек) составляют 10^{-5} — 10^{-6} сек, что по крайней мере на два порядка выше точности маятниковых часов. Однако на больших интервалах времени ход кварцевых часов плавно изменяется за счет деформаций кристаллической структуры кварца, называемых его «старением».

В атомных часах используется частота электромагнитных колебаний, возникающих при дискретных переходах между энергетическими уровнями в атоме (см. § 106) и сопровождающихся излучением спектральных линий. Однако вследствие тепловых движений атомов обычные спектральные линии слишком широки, т.е. содержат излучение в заметном интервале частот. Поэтому их нельзя использовать в качестве точного эталона частоты. Для этой цели пригодны источники только очень узких спектральных линий, так же как, например, квантовые генераторы, излучающие запрещенные спектральные линии, возникающие при переходах с метастабильных уровней. В реально осуществленных атомных часах использовались мазеры, работавшие на аммиаке и атомарном водороде, которые позволили получить относительную стабильность частоты вплоть до 10^{-12} — 10^{-13} .

Чтобы регистрировать моменты времени на практике, необходимо создать колебания с частотой значительно меньшей, чем у мазеров и даже кварцевых генераторов. Для этого кварцевые и атомные часы снабжают электронными делителями частоты, позволяющими на выходе получать импульсы различной длительности, вплоть до секундных, которые используются для приведения в движение секундной стрелки часов. Атомные часы могут также работать в паре с кварцевыми, регулярно подправляя частоту их колебания.

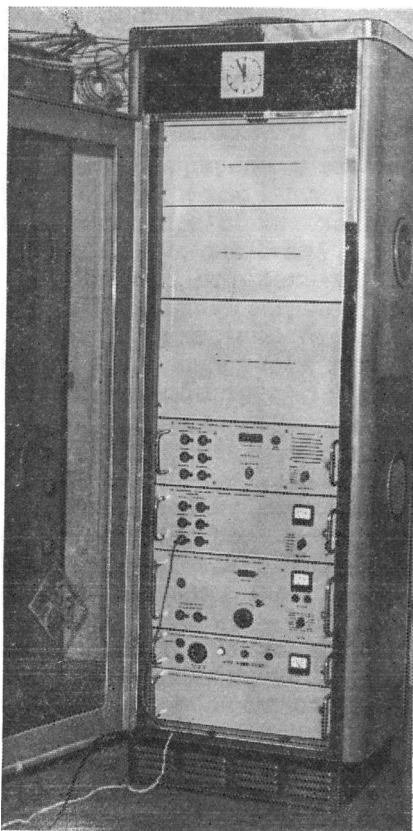


Рис. 83. Кварцевые часы.

Возможен и другой принцип использования молекулярного генератора, когда для его возбуждения используется умноженная в соответствующее число раз частота кварцевого генератора. В этом случае квантовый генератор служит индикатором, контролирующим частоту колебаний кварца. Так работает наиболее распространенный в настоящее время эталон частоты — цезиевый стандарт, с точностью около 10^{-12} воспроизводящий основную единицу измерения времени — атомную секунду (см. § 75).

§ 101. Задачи и основные разделы астрофизики

Цель астрофизики — изучение физической природы и эволюции отдельных космических объектов, включая и всю Вселенную. Таким образом, астрофизика решает наиболее общие задачи астрономии в целом. За последние десятилетия она стала ведущим разделом астрономии. Это не означает, что роль таких «классических» разделов как небесная механика, астрометрия и т. п. — уменьшилась. Наоборот, количество и значимость работ в традиционных областях астрономии в настоящее время также растет, но в астрофизике этот рост происходит быстрее. В целом астрономия развивается гармонически как единая наука, и направление исследований в различных ее разделах учитывает взаимные их интересы, в том числе и астрофизики. Так, например, развитие космических исследований частично способствовало возникновению нового раздела небесной механики — астродинамики. Построение космологических моделей Вселенной предъявляет особые требования к «классическим» задачам астрометрии и т. д.

Как известно, за свою многовековую историю астрономия претерпела несколько революций, полностью изменивших ее характер. Одним из результатов этого процесса явилось возникновение и бурное развитие астрофизики. Особенно этому способствовало применение телескопа с начала XVII в., открытие спектрального анализа и изобретение фотографии в XIX в., возникновение фотоэлектрии, радиоастрономии и внеатмосферных методов исследования в XX в. Все это необычайно расширило возможности наблюдательной, или *практической астрофизики*, и привело к тому, что в середине XX в. астрономия стала всеволновой, т. е. получила возможность извлекать информацию практически из любого диапазона спектра электромагнитного излучения.

Параллельно с развитием методов практической астрофизики, благодаря прогрессу в физике и особенно созданию теории излучения и строения атома, развивалась *теоретическая астрофизика*. Ее цель — интерпретация результатов наблюдений, постановка новых задач исследований, а также обоснование методов практической астрофизики.

Оба основные раздела астрофизики в свою очередь подразделяются на более частные. Разделение теоретической астрофизики, как правило, производится по объектам исследования: *физика звезд, Солнца, планет, туманностей, космических лучей, космология* и т. д. Разделы практической астрофизики обычно отражают те или иные применяемые методы: *астротометрия, астроспектроскопия, астротомография, колориметрия* и т. д.

Разделы астрофизики, основанные на применении принципиально новых методов, составившие эпоху в астрономии, и, как правило, включающие соответствующие разделы теоретической астрофизики, получили такие названия, как *радиоастрономия, баллонная астрономия, внеатмосферная астрономия* (космические исследования), *рентгеновская астрономия, гамма-астрономия, нейтринная астрономия*.

Прежде чем перейти к описанию результатов астрофизических исследований, необходимо усвоить ряд основных определений и понятий. Этому и посвящена настоящая глава.

§ 102. Электромагнитное излучение, исследуемое в астрофизике

Как известно, видимый свет является частным видом электромагнитного излучения, которое испускается не непрерывно, а отдельными порциями (квантами), характеризующимися величиной своей энергии. Совокупность всех видов излучения называется *спектром электромагнитного излучения*.

За единицу измерения энергии квантов обычно принимают электрон-вольт (*эв*). Это — энергия, которую приобретает свободный электрон (т. е. электрический заряд $e = -4,8 \cdot 10^{-10}$ СГСЭ), ускоренный электрическим полем с разностью потенциалов в 1 вольт (v) $= 1/300$ СГСЭ. Поэтому

$$1 \text{ эв} = 4,8^{-10} \cdot \frac{1}{300} = 1,60 \cdot 10^{-12} \text{ эрг.}$$

Кванты видимого света обладают энергиями в 2—3 *эв* и занимают лишь небольшую область электромагнитного спектра, исследуемого в астрофизике, который простирается от значений энергии порядка *Мэв* (мега-, т. е. миллион электрон-вольт) для гамма-лучей до одной миллионной электрон-вольта (10^{-6} *эв*) для метровых радиоволн. Между этими крайними видами электромагнитного излучения последовательно располагаются рентгеновские, ультрафиолетовые, визуальные (видимые) и инфракрасные лучи (табл. 1).

Электромагнитное излучение обладает волновыми свойствами, проявляющимися в таких явлениях, как интерференция и дифракция. Поэтому, как и всякое колебание, его можно характе-

ТАБЛИЦА 1

Электромагнитный спектр, исследуемый в астрофизике

Область спектра	Длины волн	Прохождение сквозь земную атмосферу	Методы исследования	Приемники радиации
Гамма-лучи	$< 0,1 \text{ \AA}$	Сильное поглощение N, O, N ₂ , O ₂ , O ₃ и др. молекулами воздуха	В основном — внеатмосферные (космические ракеты, искусственные спутники)	Счетчики фотонов, ионизационные камеры, фотоэмульсии, люминофоры
Рентгеновские лучи	$0,1—100 \text{ \AA}$			
Далекий ультрафиолет	$100—3100 \text{ \AA}$	Поглощение молекулами воздуха	Внеатмосферные	Фотоэлектронные умножители, фотоэмульсии
Близкий ультрафиолет	$3100—3900 \text{ \AA}$	Слабое поглощение	С поверхности Земли	
Видимые лучи	$3900—7600 \text{ \AA}$	То же	То же	Глаз, фотоэмульсии, фотокатоды
Инфракрасные лучи	$0,76—15 \text{ мк}$	Частые полосы поглощения H ₂ O, CO ₂ и др.	Частично с поверхности Земли	Болометры, термопары, фотосопротивления, специальные фотокатоды и фотоэмульсии
	$15 \text{ мк} — 1 \text{ мм}$	Сильное молекулярное поглощение	С аэростатов	
Радиоволны	Длиннее 1 мм	Пропускается около 1 мм , $4,5 \text{ мм}$, 8 мм и от 1 см до 20 м	С поверхности Земли	Радиотелескопы

ризовать длиной волны λ и частотой ν , произведение которых равно скорости распространения колебаний:

$$c = \lambda \nu. \quad (7.1)$$

У всех электромагнитных волн скорость распространения в вакууме одинакова и составляет $299\,792 \text{ км/сек}$, или приближенно,

$$c = 3,00 \cdot 10^{10} \text{ см/сек}.$$

Энергия квантов ϵ пропорциональна частоте ν электромагнитных колебаний (т. е. обратно пропорциональна длине волн

λ). Коэффициентом пропорциональности является постоянная Планка

$$h = 6,625 \cdot 10^{-27} \text{ эрг} \cdot \text{сек},$$

так что

$$\varepsilon = h\nu = \frac{hc}{\lambda}. \quad (7.2)$$

Кванту с энергией в 1 эв соответствует длина волны

$$\lambda_1 = 12\,400 \text{ Å} = 1,24 \text{ мк}^1)$$

и частота

$$\nu_1 = 2,42 \cdot 10^{14} \text{ гц}^2).$$

Области видимых лучей соответствует интервал длин волн примерно от 3900 Å (фиолетовая граница видимого спектра) до 7600 Å (красная граница). Между ними располагаются все цвета видимого спектра: фиолетовый (3900—4500 Å), синий (4500—4800 Å), голубой (4800—5100 Å), зеленый (5100—5700 Å), желтый (5700—5850 Å), оранжевый (5850—6200 Å) и красный (6200—7600 Å). Указанные границы условны, и в действительности цвета излучения плавно переходят друг в друга.

Излучение в видимой области спектра играет особенно большую роль в астрономии, так как оно сравнительно хорошо пропускается земной атмосферой. В остальных участках спектра поглощение сказывается значительно сильнее, так что космическое излучение проникает только до некоторого уровня земной атмосферы, изображенного на рис. 84. Сильнее всего атмосфера поглощает коротковолновую область спектра, где находятся ультрафиолетовые, рентгеновские и гамма-лучи. Все они, кроме близкого ультрафиолета (3100—3900 Å), доступны наблюдениям только с ракет и искусственных спутников, оснащенных специальной аппаратурой.

В сторону длинных волн от видимой области спектра расположены инфракрасные лучи и радиоволны. Большая часть инфракрасных лучей, начиная примерно с длины волны в 1 микрон (мк), поглощается молекулами воздуха, главным образом молекулами водяных паров и углекислого газа. Наблюдениям с Земли доступно излучение только в некоторых, сравнительно узких «окнах» видимости между полосами молекулярного поглощения. Остальные участки спектра становятся доступными наблюдениям со сравнительно небольших высот и могут изучаться с аэростатов и шаров-зондов или (частично) на некоторых высокогорных обсерваториях.

¹⁾ Å (ангстрем) = 10^{-8} см; 1 мк (микрон) = 10^{-4} см.

²⁾ 1 гц (герц) = 1 колебание в 1 сек = 1 сек^{-1} .

Земная атмосфера прозрачна для радиоволн в диапазоне примерно от 1 см до 20 м. Волны короче 1 см, за исключением узких областей около 1 мм, 4,5 мм и 8 мм, полностью поглощаются нижними слоями земной атмосферы, а волны длиннее

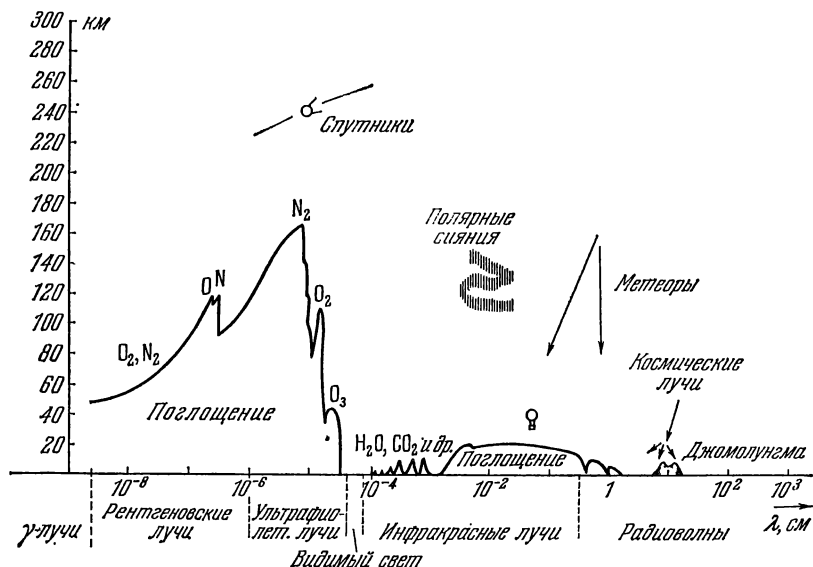


Рис. 84. Прохождение электромагнитного спектра через земную атмосферу. Ордината кривой изображает высоту в атмосфере, до которой практически доходит космическое излучение в данной области спектра.

нескольких десятков метров отражаются и поглощаются самыми верхними ее слоями — ионосферой.

§ 103. Понятие об астрофотометрии

Количество световой энергии, излучаемой телом, является одной из существенных его характеристик. Имеется два основных способа измерения этой величины: либо непосредственное определение количества световой энергии, дошедшей от данного тела до измерительного прибора, либо сравнение излучения исследуемого объекта с излучением какого-нибудь другого, излучательная способность которого известна.

Источники света даже одинаковой мощности могут сильно различаться по спектральному составу своего излучения. Так, например, Солнце больше всего излучает желто-зеленые лучи,

в то время как некоторые звезды испускают преимущественно голубые и синие лучи. С другой стороны, имеются объекты (например, так называемые радиогалактики), которые в диапазоне радиоволн излучают в несколько раз сильнее, чем во всех остальных областях спектра. Отсюда видно, что сравнивать излучение двух объектов имеет смысл только в одной и той же спектральной области.

Светочувствительный прибор (приемник излучения), как правило, неодинаково реагирует на лучи различных длин волн. Поэтому результаты измерения количества света зависят от того, к каким лучам чувствительнее всего данный прибор, т. е. от его *спектральной чувствительности*. Обычно можно указать длины волн, ограничивающие интервал спектра, на который реагирует данный прибор (область спектральной чувствительности). Ширина этого интервала называется *полосой пропускания* данного приемника.

Мощность световой энергии обычно характеризуют *поток излучения* (световым потоком), являющимся основным понятием фотометрии. *Потоком излучения называется количество лучистой энергии, проходящей за единицу времени через данную площадь* (например, входное отверстие телескопа).

Световой поток, падающий на площадку в 1 см^2 некоторой поверхности, называют *освещенностью этой поверхности*. Если световой поток Φ равномерно освещает площадь S , то освещенность

$$E = \frac{\Phi}{S}. \quad (7.3)$$

В астрофизике понятие освещенности является очень важным, так как фактически только эта величина может быть измерена из наблюдений. Действительно, светочувствительный прибор реагирует на количество световой энергии, предварительно прошедшей через его входное отверстие (например, световое окно фотоэлемента), площадь которого известна и постоянна для данного инструмента. Поэтому отсчеты прибора пропорциональны освещенности, создаваемой исследуемым объектом в месте наблюдения, если влияние всех остальных источников излучения исключено.

Как известно, освещенность обратно пропорциональна квадрату расстояния от источника и пропорциональна косинусу угла падения лучей. Однако при использовании этого закона в астрофизике необходимо учитывать оптические свойства среды, заполняющей пространство между излучаемым телом и наблюдателем. Например, свет звезд несколько поглощается в газовой среде, заполняющей межзвездное пространство, и в земной атмосфере.

Вся энергия, проходящая в единицу времени через замкнутую поверхность, окружающую данный источник излучения, называется его светимостью.

Поток излучения (а также освещенность) могут характеризовать излучение во всем спектре (полный или интегральный поток) или в каком-то определенном его участке. Если этот участок очень узок, то излучение, а вместе с ним и поток, называют монохроматическим. В последнем случае мощность излучения должна быть отнесена к единичному интервалу частот (1 гц) или длин волн (1 см). Таким образом, размерность интегральной освещенности — $\text{эрг/см}^2 \cdot \text{сек}$ или вт/м^2 , а монохроматической — $\text{эрг/см}^2 \cdot \text{сек}$ и эрг/см^2 , или $\text{вт/м}^2 \cdot \text{гц}^{-1}$ соответственно в шкалах длин волн и частот.

Излучение светящейся поверхности в данном направлении характеризуется яркостью. Яркостью называется поток излучения, который проходит через перпендикулярную к данному направлению единичную площадку, соприкасающуюся с излучающей поверхностью, и заключен внутри единичного телесного угла в том же направлении. Это определение можно распространить на поле излучения в любой точке пространства. Тогда вместо термина «яркость» иногда употребляют термин «интенсивность».

Если элемент светящейся поверхности Σ (рис. 85) излучает поток Φ внутри конуса K с телесным углом Ω , ось которого L составляет угол φ с нормалью n к Σ , то такой же поток пройдет и через перпендикулярную к лучу зрения площадку $\sigma = \Sigma \cos \varphi$, и яркость

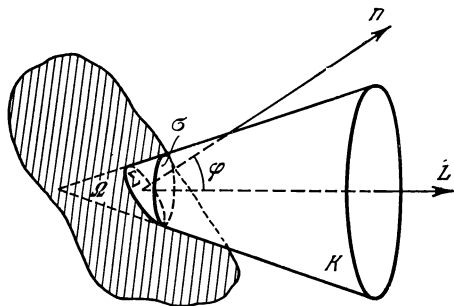


Рис. 85. Яркость излучающей поверхности.

$$B = \frac{\Phi}{\Omega \Sigma \cos \varphi}. \quad (7.4)$$

Существует важное соотношение между освещенностью, создаваемой некоторой светящейся поверхностью в данном месте, ее размерами и яркостью. Предположим, что мы наблюдаем объект Σ , который находится на расстоянии r и проектируется на небесную сферу в площадку σ (рис. 86). Пусть яркость его

¹⁾ $1 \text{ эрг/см}^2 \cdot \text{сек} \cdot \text{см} = 1 \text{ эрг/см}^3 \cdot \text{сек}$; $1 \text{ эрг/см}^2 \cdot \text{сек} \cdot \text{гц} = 1 \text{ эрг/см}^2 \cdot \text{сек} \cdot \text{сек}^{-1} = 1 \text{ эрг/см}^2$.

равна B . Согласно определению яркости это означает, что световой поток внутри конуса с телесным углом $\Omega = 1$, создаваемый 1 см^2 поверхности σ в направлении нормали, численно равен B . Поток Φ внутри того же конуса от всего объекта получится умножением яркости B на площадь проекции σ , т. е. $\Phi = B\sigma$. В месте наблюдения весь этот поток $B\sigma$ распределится по поверхности $S = \Omega r^2$, и так как телесный угол $\Omega = 1$ стерadianу, то $S = r^2$. Поэтому наблюдаемая освещенность

$$E = \frac{B\sigma}{S} = \frac{B\sigma}{r^2}. \quad (7.5)$$

Но $\frac{\sigma}{r^2} = \omega$, т. е. телесному углу, под которым на небе виден объект. Поэтому

$$E = B\omega. \quad (7.6)$$

Следовательно, *максимальная освещенность, создаваемая некоторым объектом в месте наблюдения, равна его средней яркости, умноженной на телесный угол, под которым он виден на небе.*

Рис. 86. Освещенность, создаваемая излучающим телом.

Этот вывод дает простой метод определения яркости протяженных объектов с помощью телескопа и установленного в его фокусе приемника излучения, так как телесный угол ω равен площади s изображения объекта, получающегося в фокальной плоскости телескопа, деленной на квадрат его фокусного расстояния F (т. е. $\omega = \frac{s}{F^2}$), а освещенность E измеряется потоком излучения, прошедшим через объектив, деленным на площадь отверстия телескопа.

Многие светила (например, звезды) так далеки от нас, что даже в самые крупные инструменты невозможно определить их угловые размеры. Такие объекты называются *точечными*. Пока их угловые размеры не определены какими-нибудь специальными методами, освещенность, которую они создают на Земле, является для нас единственной величиной, характеризующей мощность их излучения.

Для точечных объектов, например, звезд, угловые размеры которых не удастся измерить непосредственным путем, нельзя также определить и яркость. Можно наблюдать лишь поток излучения от них или создаваемую ими освещенность. В астрономии эту освещенность принято измерять в специальной логарифмической шкале — *звездных величинах* (этот термин никак не характеризует размеров звезд!). За интервал в 1 звездную

величину (обозначается 1^m) принято отношение освещенностей в 2,512... раза. Это число выбрано для удобства так, чтобы его десятичный логарифм в точности равнялся 0,4, а интервал в 5^m соответствовал бы отношению в 100 раз. Условились, что звезды, освещенности от которых меньше, имеют большую звездную величину. Таким образом, освещенности от объектов ... -3^m , -2^m , -1^m , 0^m , 1^m , 2^m , 3^m , ... образуют бесконечную убывающую геометрическую прогрессию со знаменателем 2,512.

Такая шкала звездных величин близка к фотометрической системе, введенной еще в древности Гиппархом (II в. до н. э.), который разбил все звезды, наблюдаемые невооруженным глазом, на 6 классов и к первому отнес самые «яркие» из них, а к последнему — самые слабые.

Итак, *звездной величиной называется взятый со знаком минус логарифм по основанию 2,512 от освещенности, создаваемой данным объектом на площадке, перпендикулярной к лучам*. Из определения следует, что для двух звезд, создающих освещенности E_1 и E_2 , разность соответствующих звездных величин $m_1 - m_2$ удовлетворяет соотношениям

$$m_1 - m_2 = -\log_{2,512} \frac{E_1}{E_2} \quad \text{и} \quad \frac{E_1}{E_2} = 2,512^{-(m_1 - m_2)}, \quad (7.7)$$

а в десятичных логарифмах

$$\lg \frac{E_1}{E_2} = -0,4(m_1 - m_2) \quad \text{и} \quad m_1 - m_2 = -2,5 \lg \frac{E_1}{E_2}. \quad (7.8)$$

Значение $m_2 = 0$ получится, если освещенность от второй звезды принять за единицу. Обычно нуль-пункт звездных величин принимают условно по совокупности звезд, освещенности от которых тщательно измерены различными методами. Звезда 0^m создает на границе земной атмосферы освещенность $2,78 \cdot 10^{-6}$ люкс, т. е. как 1 международная свеча с расстояния в 600 м. Как правило, в астрономии предпочитают иметь дело с энергетическими единицами. Для перехода к ним полезно запомнить, что звезда 0^m во всем видимом спектре создает поток около 10^6 *квантов/см²·сек* или 10^3 *квантов/см²·сек·Å* в области зеленых лучей.

Поскольку звездная величина характеризует измеряемый поток излучения от светила, ее определение можно распространить и на протяженные объекты. Так, например, измеряя освещенности, создаваемые Солнцем, полной Луной, планетами и т. д., можно найти соответствующие им звездные величины. В табл. 2 приведены звездные величины ряда небесных светил.

Из определения шкалы звездных величин ясно, что она может быть применена как к полному излучению, так и к какой-либо определенной спектральной области.

ТАБЛИЦА 2

Фотометрические характеристики некоторых объектов

Объект	Звездная величина	Телесный угол (в стерadianах)
Солнце	$-26^m,8$	$6,7 \cdot 10^{-5}$
Луна (в полнолунии)	$-12,7$	$6,6 \cdot 10^{-5}$
Меркурий (в наибольшей элонгации)	$-0,2$	$1,4 \cdot 10^{-9}$
Венера (в наибольшей элонгации) .	$-4,1$	$2,5 \cdot 10^{-8}$
Марс	$-1,9$	$3,8 \cdot 10^{-9}$
Юпитер	$-2,4$	$3,4 \cdot 10^{-8}$
Сатурн	$+0,8$	$5,7 \cdot 10^{-9}$
Уран	$+5,8$	$2,7 \cdot 10^{-10}$
Нептун	$+7,6$	$9,8 \cdot 10^{-11}$
Плутон	$+14,7$	$3 \cdot 10^{-12}$
1 квадр. град. ясного безлунного ночного неба (в зените)	$+3,5$	$3 \cdot 10^{-4}$

Звездная величина, полученная на основании определения полной энергии, излучаемой во всем спектре, называется *болометрической*. В отличие от нее, результаты визуальных, фотографических и фотоэлектрических измерений потоков излучения позволяют установить соответственно *системы визуальных, фотографических, фотоэлектрических* и т. д. *звездных величин*.

§ 104. Некоторые сведения из молекулярной физики

Идеальный газ. Большинство астрономических объектов состоит из газа, который можно рассматривать как идеальный, так что справедливо основное уравнение состояния

$$p = \frac{\rho RT}{\mu}. \quad (7.9)$$

В этой формуле p — внутреннее давление газа, ρ — его плотность, μ — молекулярный вес газа, T — его абсолютная температура, $R = 8,32 \cdot 10^7$ эрг/град·моль — универсальная газовая постоянная.

Как известно, отдельные молекулы, из которых состоит вещество, находятся в беспорядочном тепловом движении. Если молекула, имеющая массу m , движется со скоростью v , то ее кинетическая энергия равна

$$\epsilon = \frac{mv^2}{2}. \quad (7.10)$$

Тепловая энергия тела складывается из кинетической энергии всех его молекул. Из-за частых столкновений, скорости, а

вместе с ними и кинетическая энергия тепловых движений отдельных молекул постоянно меняются. Однако можно говорить о величине тепловой энергии, которая в каждый данный момент в среднем приходится на одну частицу. *Величина, характеризующая тепловое состояние тела и пропорциональная средней кинетической энергии, приходящейся на одну частицу*, называется *температурой*. Если температуру измерять в кельвинах ¹⁾, а энергию в системе СГС (эрг), то средняя энергия, приходящаяся на одну молекулу газа, составляет

$$\varepsilon_0 = \frac{3}{2} kT. \quad (7.11)$$

Здесь $k = 1,38 \cdot 10^{-16}$ эрг/К — постоянная Больцмана. Она представляет собой универсальную газовую постоянную R , но рассчитанную не на 1 моль, а на одну молекулу, т. е.

$$k = \frac{m}{\mu} R. \quad (7.12)$$

Величина k имеет очень важный физический смысл. Мы не можем сказать, сколько молекул газа в данный момент обладает каким-либо определенным значением энергии, потому что это зависит от их случайных столкновений. Однако мы можем сказать, какова вероятность того, что их энергия близка к такому-то значению. Оказывается, что k — это рассчитанная на 1 °К наиболее вероятная энергия одной молекулы. Следовательно, при температуре T большинство молекул газа должно иметь энергию близкую к величине kT . Если эта энергия равна 1 эв, то температура газа составляет

$$T_{1 \text{ эв}} = \frac{1,60 \cdot 10^{-12} \text{ эрг}}{1,38 \cdot 10^{-16} \text{ эрг/град}} \approx 11\,600 \text{ °К}. \quad (7.13)$$

Энергию, отличающуюся от kT в ту или другую сторону больше чем в 2 раза, имеет меньше половины числа молекул, находящихся в некотором объеме газа. Вообще число частиц, имеющих энергию в пределах от ε до $\varepsilon + \Delta\varepsilon$, быстро убывает по мере увеличения абсолютной величины разности $|kT - \varepsilon|$. То же самое имеет место, если рассматривать вместо энергии частиц их скорости. Однако в этом случае следует учитывать, что движения частиц различаются также направлением.

¹⁾ В 1967 г. введена новая единица термодинамической температуры 1 К (кельвин), равная 1/273,16 термодинамической температуры тройной точки воды. Градус Цельсия имеет ту же величину, но нуль-пункт Международной практической шкалы 1968 г. составляет 273,15 К.

Рассмотрим молекулу, обладающую наиболее вероятным значением кинетической энергии kT . Она должна двигаться с наиболее вероятной скоростью, равной по абсолютной величине

$$v^* = \sqrt{\frac{2kT}{m}}. \quad (7.14)$$

Предположим, что все молекулы в среднем движутся со скоростями, равными по величине v^* . Тогда, поскольку их движения хаотичны, векторы скоростей отдельных молекул должны иметь

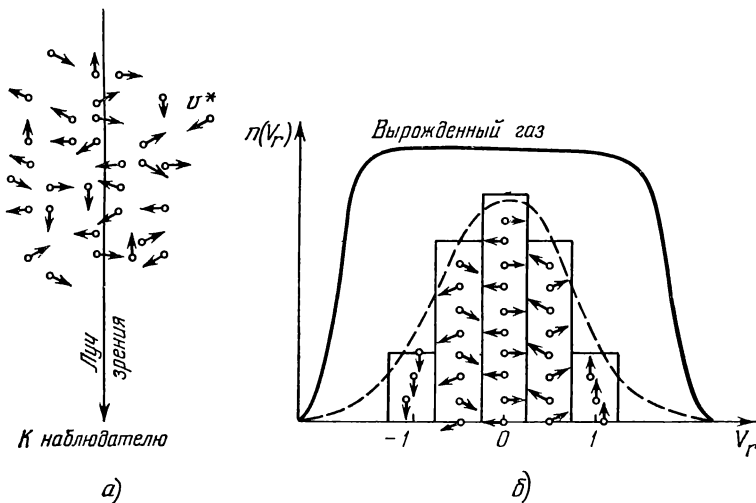


Рис. 87. Распределение частиц газа по скоростям:

а) векторы беспорядочных движений; б) относительное количество частиц с различными лучевыми скоростями.

всевозможные направления (рис. 87, а). В частности, по отношению к наблюдателю, который смотрит на газ со стороны, одна половина общего числа молекул должна в данный момент приближаться к нему, а другая — удаляться от него. Значительная доля молекул должна двигаться в плоскостях, близких к плоскости, перпендикулярной к лучу зрения. Эти молекулы почти не имеют составляющей скорости вдоль луча зрения, и их количество значительно больше числа молекул, движущихся вдоль луча зрения (рис. 87, б). Если теперь учесть, что скорости молекул неодинаковы не только по направлениям, но и по величине, то оказывается, что число частиц, у которых составляющая скорости вдоль луча зрения заключена в пределах от v_r до $v_r + dv_r$,

пропорционально экспоненте $e^{-\left(\frac{v_r}{v^*}\right)^2}$, так что

$$n(v_r) dv_r = \frac{n}{v^* \sqrt{\pi}} e^{-\left(v_r/v^*\right)^2} dv_r, \quad (7.15)$$

где $e = 2,718 \dots$ — основание натуральных логарифмов, а n — общее число молекул в 1 см^2 . Это — закон распределения Максвелла.

Для приближенного решения многих астрономических задач можно исходить из предположения, что все частицы имеют одинаковые энергии, равные kT , и в среднем движутся с одинаковыми по величине наиболее вероятными скоростями v^* , определяемыми соотношением (7.14). Они очень близки к среднеквадратичной скорости

$$\bar{v} = \sqrt{\frac{3}{2} kT} = 1,18v^*, \quad (7.16)$$

которую имеет молекула, обладающая средним для всех частиц значением энергии

$$\epsilon_0 = \frac{3}{2} kT.$$

Вырожденный газ. При увеличении числа частиц в идеальном газе их распределение по скоростям сохраняет форму прерывистой кривой на рис. 87, б. Растет только площадь, ограничиваемая этой кривой: она пропорциональна полному числу частиц. Однако когда количество частиц в заданном интервале скоростей оказывается слишком большим, наступает ограничение, накладываемое законами квантовой механики, называемое *вырождением*. Оно связано с тем, что импульсы частиц могут принимать только дискретные значения, а слишком близких частиц с одинаковыми импульсами быть не может (принцип Паули). Поэтому начиная с некоторых значений плотности (при $T = 10^7 \text{ }^\circ\text{K}$ это 10^3 г/см^3), дальнейшее ее увеличение происходит за счет пополнения области более быстрых частиц. При полном вырождении распределение становится плоским (сплошная кривая на рис. 87, б). Тем самым суммарный импульс единицы объема (т. е. давление) перестает зависеть от температуры и определяется только концентрацией частиц (т. е. плотностью). Скорость частиц, следовательно, также растет с плотностью. В квантовой статистике для уравнения состояния вырожденного газа вместо формулы (7.9) получается зависимость $P \sim \rho^{5/3}$.

Понятие об элементарных процессах. В астрофизике особое значение имеет анализ так называемых элементарных процессов, связанных с изменением энергии атомов, позволяющий установить зависимость между тепловой энергией газа и его излучением. Прежде всего важно знать, как часто сталкиваются между собой частицы газа. Сначала рассмотрим упрощенный случай: движется одна большая молекула, имеющая вид шарика с поперечным сечением σ , а все остальные можно считать неподвижными точками. Пусть при этом взаимодействия происходят всякий раз, когда на пути большой моле-

кулы встречается какая-нибудь другая. Тогда она может двигаться без столкновения только до тех пор, пока не пройдет свободного объема, приходящегося на одну частицу. Если концентрация молекул n *частиц/см³*, то на каждую из них в среднем приходится объем пространства $\frac{1}{n}$ *см³*. Частица с поперечным сечением σ , двигаясь со скоростью v^* , пройдет такой объем за время

$$t = \left(\frac{1}{n}\right) / v^* \sigma = 1 / n v^* \sigma. \quad (7.17)$$

Это дает средний промежуток времени между двумя последовательными столкновениями. Обратная величина показывает, сколько столкновений происходит в среднем за 1 *сек*, и называется *частотой столкновений*

$$N = n v^* \sigma. \quad (7.18)$$

Путь, проходимый частицей между последовательными столкновениями, называется *длиной свободного пробега*, которая, очевидно, равна

$$\Lambda = v^* \cdot t = \frac{1}{n \sigma}. \quad (7.19)$$

Так как остальные частицы в среднем тоже имеют поперечники σ , а площадь пропорциональна квадрату радиуса, то вместо σ в выведенные формулы надо подставить величину в 4 раза большую. Кроме того, учет движений всех частиц, если они одинаковы, дает увеличение еще в $\sqrt{2}$ раз.

Однако мы не будем вводить этих уточнений в полученные выше формулы, так как гораздо существеннее, что для микро-частиц (атомы, ионы, свободные электроны) представление о геометрических размерах вообще теряет смысл. Поэтому формулы (7.17)—(7.19) имеют смысл только в том случае, если под величиной σ понимать лишь некоторый параметр, характеризующий вероятность того, что произойдет сближение рассматриваемых частиц, которое завершится данным явлением. Таким явлением может, например, быть упругое столкновение с простым перераспределением кинетической энергии, или столкновение, при котором определенным образом произойдет изменение внутренней энергии молекулы или атома и т. д. Как мы видим, этот параметр имеет размерность площади и потому называется *эффективным сечением*. Он показывает, что в данном процессе рассматриваемая частица ведет себя так же, как если бы она имела геометрический поперечник σ , а частицы, с которыми она взаимодействует, — были бы неподвижными точками.

Так, например, для столкновений молекул в воздухе при обычных условиях эффективное сечение около 10^{-14} см². Свободные электроны в газе при высоких температурах, сталкиваясь с нейтральными атомами, могут отрывать от них электроны (ионизовать). Эффективное сечение этого процесса при температуре $10\,000^\circ$ для водорода порядка 10^{-16} см². Встретив ионизованный атом, свободный электрон может быть захвачен им и вернуться на прежнее место (*рекомбинация*). Для этого процесса эффективное сечение при тех же значениях температуры порядка 10^{-21} см².

Чтобы пользоваться формулами (7.17)—(7.19), надо предварительно по формуле (7.14) вычислить наиболее вероятную скорость v^* , которую имеет рассматриваемая частица при данной температуре. Молекулы воздуха движутся в среднем со скоростью 400 м/сек, а водородные атомы при температуре $10\,000^\circ\text{К}$ — со скоростью около 10 км/сек. Средняя энергия частиц одинакова. Поэтому более легкие свободные электроны движутся в 37 раз быстрее атомов водорода.

При нормальных условиях в воздухе столкновения очень часты (около десяти миллиардов в секунду), а длина свободного пробега составляет сотые доли микрона. Однако в некоторых космических условиях, например, во внешних слоях атмосфер звезд, длина свободного пробега значительно больше и может достигать сантиметров, а в туманностях газ настолько разрежен, что столкновения частиц могут происходить раз в десятки и сотни лет. За это время частицы успевают совершить огромные пробеги в десятки астрономических единиц.

§ 105. Ослабление света при прохождении сквозь вещество

Поглощающие свойства среды принято характеризовать *оптической толщиной* τ , под которой понимается натуральный логарифм отношения светового потока до прохождения через рассматриваемый слой и после прохождения сквозь него:

$$\tau = \ln \frac{\Phi_0}{\Phi}. \quad (7.20)$$

(Десятичный логарифм того же отношения, т. е. $\lg \frac{\Phi_0}{\Phi}$, называют *оптической плотностью*.) Из этого определения следует, что после прохождения слоя с оптической толщиной τ световой поток, а также интенсивность I уменьшаются в e^τ раз, т. е.

$$\Phi = \Phi_0 e^{-\tau} \quad (7.21)$$

и

$$I = I_0 e^{-\tau}, \quad (7.22)$$

где $e = 2,718...$ — основание натуральных логарифмов. В частности, если измерять ослабление света в звездных величинах, то, сравнивая выражения (7.8) и (7.20), получаем ослабление света, выраженное в звездных величинах:

$$\Delta m = 1,08\tau. \quad (7.23)$$

Оптическая толщина нескольких параллельных слоев равна сумме их оптических толщин. Действительно, если имеется, например, два параллельных слоя с оптическими толщинами τ_1 и τ_2 , причем первый из потока Φ_0 пропускает Φ_1 , а второй из Φ_1 — его часть Φ_2 , то согласно определению

$$\tau_1 = \ln \frac{\Phi_0}{\Phi_1} \quad \text{и} \quad \tau_2 = \ln \frac{\Phi_1}{\Phi_2}.$$

В результате последовательного прохождения сквозь оба слоя поток Φ_0 уменьшается до величины Φ_2 , так что общая оптическая толщина обоих слоев равна

$$\tau = \ln \frac{\Phi_0}{\Phi_2} = \ln \frac{\Phi_0}{\Phi_1} + \ln \frac{\Phi_1}{\Phi_2} = \tau_1 + \tau_2. \quad (7.24)$$

То же самое легко доказать и для нескольких слоев. Как частный случай, отсюда следует, что для однородной среды, которую, очевидно, можно разбить на множество одинаковых слоев, оптическая толщина пропорциональна геометрической толщине.

Как видно из формулы (7.22), при прохождении сквозь слой с оптической толщиной $\tau = 1$ свет ослабляется в $e = 2,718$ раз. При τ , заметно большем 1, слой становится сильно непрозрачным (оптически толстым). Так, например, слой с $\tau = 3$ пропускает лишь 5% падающего на него света.

Слой, оптическая толщина которого $\tau < 1$, называется оптически тонким. Разлагая в ряд правую часть формулы (7.22), получаем для малых τ

$$I = I_0(1 - \tau), \quad (7.25)$$

откуда следует, что оптическая толщина тонкого слоя равна отношению уменьшению интенсивности проходящего сквозь него излучения, т. е.

$$\tau = \frac{I_0 - I}{I_0} = \frac{\Delta I}{I_0}. \quad (7.26)$$

С другой стороны, для поглощенной энергии $\frac{\Delta I}{I_0}$ пропорциональна массе q , приходящейся на 1 см^2 поверхности поглощающего слоя. Если оптической толщине τ соответствует геометрическая l , то

$$\tau = \frac{\Delta I}{I_0} = \kappa q = \kappa \rho l, \quad (7.27)$$

где κ — коэффициент поглощения, рассчитанный на 1 г вещества, а ρ — плотность. Коэффициент поглощения можно рассматривать как оптическую толщину такого слоя вещества, на каждый квадратный сантиметр которого приходится масса в 1 г. Действительно,

$$\kappa = \frac{\tau}{q}. \quad (7.28)$$

Заметим, что выражение

$$\tau = \kappa \rho l \quad (7.29)$$

часто рассматривают как определение оптической толщины.

Из формулы (7.20) следует, что оптическая толщина является величиной безразмерной. Следовательно, коэффициент поглощения κ в формуле (7.29) имеет размерность $\text{см}^2/\text{г}$. Чтобы выяснить физический смысл этого результата, примем за единицу массы массу одной частицы (или отдельного атома) поглощающего вещества. Тогда масса q численно равна количеству атомов в столбике вещества сечением в 1 см^2 и длиной l . Если обозначить через n см^{-3} число частиц в 1 см^3 (концентрацию), то

$$q = n \cdot l$$

и

$$\tau = \kappa_a n l, \quad (7.30)$$

где κ_a — коэффициент поглощения, рассчитанный на один атом.

Как видно из этой формулы, коэффициент поглощения, рассчитанный на одну частицу, имеет размерность площади. Если бы поглощающее действие атома можно было рассматривать как геометрическое экранирование проходящего излучения, то κ_a было бы площадью экранчика, действие которого эквивалентно поглощению излучения одной частицей. Возьмем теперь слой вещества такой толщины l , чтобы $\tau = 1$. Тогда площадь всех «экранчиков», проектирующихся на каждый квадратный сантиметр поверхности этого слоя, будет равна 1 см^2 . Предположим, что такое поглощение вызывается экранирующим действием частиц (например, пылинок) с площадью поперечного сечения 10^{-8} см^2 . Тогда сразу получаем, что в столбе сечением в 1 см^2 на луче зрения находится 10^8 таких пылинок. Если известна к тому же геометрическая толщина поглощающего слоя, то можно найти концентрацию частиц n в 1 см^3 .

Это представление аналогично понятию эффективного сечения, рассмотренному в § 104. Оно также может быть использовано для нахождения количества поглощающих атомов. Однако следует иметь в виду, что в этом случае аналогия с «экранчиками» лишена физического смысла, ибо поглощающие свойства атомов определяются внутренней их энергией. Для сравнения

укажем, что коэффициент поглощения κ_a , например, атома водорода, находящегося в основном состоянии в условиях атмосферы звезды, составляет около 10^{-13} см^2 , причем это поглощение происходит в узкой области спектра, называемой спектральной линией. В непрерывном спектре поглощение на 4 порядка меньше.

§ 106. Свойства излучения и основы спектрального анализа

Анализ излучения — наиболее важный астрофизический метод; с его помощью получена основная часть наших знаний о космических объектах.

Тепловое излучение. Всякое, даже слабо нагретое тело излучает электромагнитные волны (тепловое излучение). Однако при низких температурах, не превышающих 1000°K , излучаются главным образом инфракрасные лучи и радиоволны. По мере дальнейшего нагревания спектр теплового излучения меняется: во-первых, увеличивается общее количество излучаемой энергии, во-вторых, появляются лучи все более и более коротких длин волн — видимые (от красных до фиолетовых), ультрафиолетовые, рентгеновские и т. д.

При каждом данном значении температуры нагретое тело излучает сильнее всего в некоторой области спектра, определяющей видимый цвет объекта. Так, например, при температуре 2000° , как правило, наиболее интенсивно излучаются красные лучи, при 6000° — желто-зеленые, а при более высоких температурах ($10\,000$ — $20\,000^\circ$) — голубые, синие и фиолетовые лучи. Однако точное распределение энергии и конкретный вид спектра в общем случае зависят не только от температуры, но и от химического состава и физического состояния светящегося тела.

Излучение абсолютно черного тела. Особую роль играет один частный случай, для которого законы теплового излучения имеют наиболее простой вид. Если излучающее тело полностью изолировать от окружающей среды идеально теплонепроницаемыми стенками, то после того как всюду в его пределах температура станет одинаковой, оно придет в состояние теплового равновесия (термодинамического равновесия). В этом случае его излучение определяется только температурой и называется *равновесным*. Фактически подобные условия нигде не осуществляются, так как нет идеальных теплоизоляторов. Однако часто встречаются условия, близкие к термодинамическому равновесию, например, когда излучающее тело, скажем, внутренние слои звезды, окружено сильно непрозрачным слоем газа — атмосферой. Тело, находящееся в условиях термодинамического равновесия, называется *абсолютно черным*: поскольку

оно не может терять своей тепловой энергии, оно полностью поглощает всякое излучение.

Излучательная способность абсолютно черного тела может быть вычислена по формуле Планка

$$\epsilon_\nu d\nu = \frac{2\pi h\nu^3}{c^2} \cdot \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} d\nu$$

или

$$\epsilon_\lambda d\lambda = \frac{2\pi hc^2}{\lambda^5} \cdot \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1} d\lambda. \quad (7.31)$$

Излучательная способность ϵ_λ определяется так, что произведение $\epsilon_\lambda d\lambda$ равно потоку, излучаемому 1 см² поверхности тела по всем направлениям, в интервале спектра от λ до $\lambda + d\lambda$. Поэтому ее размерность составляет эрг/см²·сек·см = эрг/см³·сек. Если выражение (7.31) разделить на π , то получится яркость излучающей поверхности¹⁾. Распределение энергии в спектре абсолютно черного тела, списываемое формулой Планка, графически изображено на рис. 91 (стр. 223) для нескольких значений температур. Из этого рисунка видно, что все планковские кривые имеют заметно выраженный максимум, приходящийся на длину волны

$$\lambda_{\max} = \frac{0,290 \text{ см} \cdot \text{град}}{T}, \quad (7.32)$$

если ее выражать в сантиметрах. Это закон смещения максимума излучения Вина: с увеличением температуры максимум излучения абсолютно черного тела смещается в коротковолновую область спектра.

По мере увеличения температуры меняется не только цвет излучения, но и его мощность. Мощность излучения абсолютно черного тела пропорциональна четвертой степени температуры (закон Стефана — Больцмана). Каждый квадратный сантиметр поверхности абсолютно черного тела излучает за 1 сек по всем направлениям во всех длинах волн энергию

$$\epsilon = \sigma T^4, \quad (7.33)$$

где $\sigma = 5,67 \cdot 10^{-5}$ эрг/сек·см²·град⁴ — постоянная Стефана — Больцмана. Поскольку ϵ дает поток излучения, оно имеет размерность эрг/см²·сек и численно равно площади, ограниченной кривой Планка и осью абсцисс.

По обе стороны от максимума излучательная способность, описываемая формулой Планка, убывает по-разному. В области коротких волн (фиолетовый конец спектра) знаменатель

¹⁾ При термодинамическом равновесии яркость во всех направлениях, очевидно, одинакова.

второго сомножителя в формуле Планка велик, и единицей можно пренебречь. Тогда получаем *формулу Вина*

$$\epsilon_{\lambda} = \frac{2\pi hc^2}{\lambda^5} e^{-\frac{hc}{\lambda kT}}, \quad (7.34)$$

описывающую очень крутое падение излучательной способности у фиолетового конца спектра. На противоположном конце спектра (инфракрасные и радиоволны) падение излучательной способности с длиной волны происходит значительно медленнее, так как при больших λ

$$e^{\frac{hc}{\lambda kT}} \approx 1 + \frac{hc}{\lambda kT},$$

и формула Планка переходит в *формулу Рэлея — Джинса*

$$\epsilon_{\lambda} = \frac{2\pi c}{\lambda^4} kT. \quad (7.35)$$

Таким образом, *в длинноволновой части спектра излучательная способность пропорциональна температуре*. Эта формула используется в радиоастрономии для характеристики космического радиоизлучения. Пропорциональность потока излучения температуре позволяет выражать интенсивность наблюдаемого радиоизлучения через температуру абсолютно черного тела, имеющего такую же лучеиспускательную способность.

Доля излучения, поглощаемая данным телом в некотором участке спектра, называется *поглощательной способностью* (или *коэффициентом поглощения*) и обозначается κ_{λ} . По определению, поглощательная способность абсолютно черного тела $\kappa_{\lambda} = 1$. Поэтому для абсолютно черного тела отношение излучательной и поглощательной способности равно функции Планка. Это хорошо известный закон *Кирхгофа*: *для излучения с данной длиной волны отношение излучательной и поглощательной способности абсолютно черного тела зависит только от температуры*.

Элементарные процессы излучения и поглощения. Разреженные газы (например, часто встречающиеся в Млечном Пути диффузные туманности) дают *линейчатые спектры*, в которых излучение сосредоточено в узких участках — ярких спектральных линиях, характеризующихся определенными значениями длин волн. Расположение и количество спектральных линий в различных участках спектра зависит от химического состава излучающего газа, а также от его температуры и плотности.

Каждая спектральная линия излучается атомом какого-либо одного химического элемента, обладающего определенным за-

пасом внутренней энергии. Такой атом называется *возбужденным*. Энергию своего возбуждения атомы черпают как за счет излучения, которое они способны поглощать, так и из кинетической энергии частиц, с которыми они постоянно сталкиваются. Атом каждого химического элемента имеет бесконечное множество строго определенных (дискретных) значений внутренней энергии, характерных только для данного рода атомов. Эти дискретные значения внутренней потенциальной энергии называются *энергетическими уровнями*. Как правило, атом находится в возбужденном состоянии в течение всего лишь сотых долей микросекунды, после чего он спонтанно (самопроизвольно) переходит в состояние с меньшей энергией, излучая всю или часть потенциальной энергии в виде кванта электромагнитного излучения. Энергия этого кванта равна разности энергий исходного и конечного состояний. Из-за дискретности последних при переходах между определенными энергетическими уровнями всегда излучаются кванты в одних и тех же спектральных линиях.

Таким образом, возникновение линейчатых спектров связано с беспрестанно меняющейся внутренней энергией атомов, то поглощающих, то вновь излучающих энергию.

Изменение внутренней энергии атома связано с наличием у него одного или нескольких электронов. Поэтому условно иногда говорят, что при излучении или поглощении электрон в атоме «переходит» с одного энергетического уровня на другой. Хотя это выражение не вполне точно (можно говорить только об энергии всей системы атома и связанных с ним электронов), оно оправдывается тем, что при некотором критическом значении внутренней энергии электрон отрывается от атома и начинает двигаться как свободная частица. Этот процесс называется *ионизацией*, а критическое значение энергии — *энергией ионизации*. Как и возбуждение, ионизация может вызываться либо столкновением с какой-нибудь быстрой частицей, либо поглощением достаточно мощного светового кванта (например, ультрафиолетовых лучей). Если энергия ионизирующей частицы или кванта превышает энергию ионизации, то оторванный электрон получает вдобавок остаток этой энергии в виде кинетической энергии своего свободного движения. Это является причиной, например, того, что горячие звезды, излучающие много ультрафиолетовых квантов, нагревают вокруг себя газ: каждый мощный квант, поглощенный нейтральным атомом, не только ионизует его, но и придает электрону большую скорость; сталкиваясь с другими свободными частицами, оторванные электроны отдают им часть своей кинетической энергии, нагревая тем самым газ.

В частично ионизованном газе (плазме) присутствуют, помимо фотонов (т. е. излучения), частицы по крайней мере трех

типов: нейтральные атомы, ионы и свободные электроны. Все многообразие элементарных атомных процессов, часто сопровождающихся поглощением и излучением квантов, сводится к взаимодействию между этими частицами, в котором излучение также принимает участие. Помимо ионизации, столкновения электронов с нейтральными атомами могут приводить либо к увеличению их внутренней энергии (*возбуждению*), либо к ее уменьшению, не сопровождаемому излучением (*деактивация*)¹⁾. Излучение также может вызывать увеличение энергии электрона (возбуждение светом — *фотовозбуждение* или *фотоионизацию*), или ее уменьшение, как, например, при *вынужденном излучении*, когда атом избавляется от своей энергии под влиянием «пролетающего» мимо него светового кванта.

Встречаясь с ионом, электрон может вернуться «на место» в связанное с атомом состояние, выделяя при этом квант с энергией, равной сумме своей кинетической энергии и энергии ионизации. В результате такой *рекомбинации* возникает другой важный тип излучения, имеющий *непрерывный* (сплошной) *спектр*. В отличие от линейчатого, в нем интенсивность плавно меняется в пределах большой области.

Медленные электроны, скорость которых близка к нулю, рекомбинируя, образуют кванты с энергиями, близкими к энергии ионизации. Все остальные электроны, имеющие большие скорости, дают более коротковолновое излучение. Поэтому непрерывное излучение, образующееся при рекомбинации свободных электронов на каждый данный энергетический уровень атома, имеет резкую границу с красного конца спектра. В коротковолновой области оно постепенно ослабевает. Это связано с тем, что более мощные кванты возникают при рекомбинации более быстрых электронов, количество которых при данной температуре газа, как мы видели, экспоненциально убывает.

Непрерывный спектр (континуум) в виде слабого фона наблюдается в спектрах наиболее плотных и ярких туманностей, в которых велика общая масса светящегося газа.

Излучение реальных тел. Закон Планка описывает лишь излучение абсолютно черного тела. Излучение реальных тел отличается от планковского, причем в некоторых случаях весьма существенно. Это отличие особенно сильно проявляется в излучении разреженных прозрачных газов уже упоминавшихся диффузных туманностей. Они имеют линейчатый эмиссионный спектр, состоящий из ярких линий излучения. Очевидно, что пока излучающий слой газа прозрачен, яркость линий пропорциональна количеству вещества на луче зрения ρl . Обозначая

¹⁾ Энергия возбуждения в этом случае переходит в кинетическую энергию сталкивающихся частиц, т. е. в тепло.

яркость через I (интенсивность), а коэффициент излучения через ϵ , получим

$$I = \epsilon \rho l. \quad (7.36)$$

Принимая во внимание определяющее выражение (7.29), получаем, что излучение оптически тонкого слоя пропорционально его оптической толщине:

$$I = \frac{\epsilon}{\kappa} \cdot \tau. \quad (7.37)$$

Если более близкие к наблюдателю слои газа заметно поглощают излучение удаленных областей, то эта пропорциональность нарушается и тогда говорят, что возникает *самопоглощение*. Для случая, когда отношение ϵ/κ одинаково для всего излучающего газа, оказывается, что выходящее излучение, с учетом самопоглощения, составляет ¹⁾

$$I = \frac{\epsilon}{\kappa} (1 - e^{-\tau}). \quad (7.38)$$

Заметим, что формула (7.37) является частным случаем формулы (7.38) при очень малых τ . При очень больших оптических глубинах выражение (7.38) стремится к предельному значению ϵ/κ . Если вспомнить, что чем непрозрачнее газ, тем он ближе к состоянию термодинамического равновесия, когда справедлив закон Кирхгофа и отношение ϵ/κ равно функции Планка, то получится очень важное следствие: *чем непрозрачнее газ в данной области спектра, тем ближе его излучение в соответствующей длине волны к значению, определяемому функцией Планка при некотором значении температуры*. Как близко это значение к действительной температуре вещества, будет рассмотрено в § 108.

Теперь рассмотрим, как должен меняться спектр туманности, если непрерывно увеличивать плотность ее вещества. У наиболее ярких из наблюдаемых туманностей линии излучения видны на фоне слабого непрерывного спектра, что говорит об усилившейся роли рекомбинаций. По мере дальнейшего роста оптической толщины интенсивность непрерывного спектра растет, в то время как яркость линий вследствие самопоглощения почти не меняется. Эмиссионные линии начинают все менее и менее резко выделяться на фоне непрерывного спектра. В конце концов они почти сливаются с континуумом и общий вид целой области спектра оказывается почти планковским. Вот почему

¹⁾ В качестве упражнения полезно вывести эту формулу, используя формулу (7.22). Для этого весь излучающий слой следует разбить на множество одинаковых оптически тонких слоев и просуммировать их излучение, учитывая ослабление излучения каждого из них, вызванное более наружными слоями.

излучение очень толстого слоя газов, а в еще большей степени жидких и твердых тел напоминает равновесное излучение абсолютно черного тела.

Примером плотного и массивного газового образования служат звезды. Хотя их излучение напоминает планковское, в их спектрах наблюдается большое количество темных линий (*спектр поглощения*), существование которых из формулы Планка не следует.

В спектральных линиях атомы поглощают излучение значительно сильнее, чем в непрерывном спектре. Поэтому в линиях поглощения видны самые внешние слои звезды. То, что эти линии выглядят темнее окружающего непрерывного спектра, говорит об уменьшении излучательной способности вещества наружных слоев.

В астрофизике приходится иметь дело со всеми тремя рассмотренными типами спектров — линейчатым, непрерывным и поглощения (абсорбционным). Изучение непрерывных спектров позволяет получить представление о температуре, плотности и количестве излучающего газа.

Отождествление спектральных линий со спектрами известных химических элементов позволяет установить их присутствие в космических объектах, а детальное исследование отдельных спектральных линий дает сведения о температуре, давлении, количестве излучающих или поглощающих атомов, внутренних движениях в газе, величине магнитного поля и других физических свойствах.

Спектральные линии, наблюдаемые в астрофизических условиях. Расположение спектральных линий, характерных для атома данного химического элемента, определяется зарядом его ядра и количеством внешних, валентных электронов. Поэтому спектры элементов, входящих в группы периодической системы Д. И. Менделеева, равно как и спектры ионов с одинаковым количеством валентных электронов, сходны между собой. Так, например, сходными оказываются спектры водорода и ионизованного гелия, натрия и ионизованного кальция, нейтральных кальция и магния и т. д.

В спектрах большинства астрономических объектов, в частности, почти у всех звезд, наблюдаются интенсивные линии водорода. Счет его энергетических уровней ведется от основного состояния, соответствующего минимальной энергии атома. В видимой области спектра расположены линии *серии Бальмера*, возникающие при переходах со всех энергетических уровней на второй: красная линия, обозначаемая H_α ($\lambda = 6563 \text{ \AA}$), голубая H_β ($\lambda = 4861 \text{ \AA}$) и две фиолетовые H_γ ($\lambda = 4340 \text{ \AA}$) и H_δ ($\lambda = 4102 \text{ \AA}$). Остальные линии этой серии вместе с *бальмеровским континуумом*, начинающимся около $\lambda = 3646 \text{ \AA}$ и воз-

никающим при рекомбинации электронов на второй уровень, расположены в ультрафиолетовой части спектра. У всех элементов наиболее интенсивными, как правило, являются линии главной серии, возникающие в результате переходов на самый глубокий, основной уровень атома. Это связано с постоянным стремлением электрона в атоме к состоянию с наименьшей потенциальной энергией.

У водорода главная серия, называемая *серией Лаймана* ($L_{\alpha}, L_{\beta}, \dots$), лежит в далеком ультрафиолете (длины волн 1216, 1026, 972 Å и т. д.). Первая линия главной серии называется резонансной. С длины волны 912 Å начинается лаймановский континуум. Переходы со всех вышележащих уровней на третий и четвертый дают соответственно *серии Пашена и Брэкетта*, расположенные в инфракрасной части спектра.

Протон (ядро водородного атома), подобно кольцевому току, обладает магнитным моментом. Момент количества движения электрона (*спин*) может быть направлен либо параллельно либо антипараллельно магнитному моменту ядра. Оба эти состояния обладают несколько различной энергией. Для основного состояния водородного атома разность энергий составляет $6 \cdot 10^{-6}$ эв. Вектор момента количества движения подобно вектору угловой скорости можно рассматривать как ось вращения электрона. Если эта ось направлена в ту же сторону, что и магнитный момент ядра, то водородный атом, находящийся в основном состоянии, оказывается возбужденным. Однако это особый возбужденный уровень, называемый *метастабильным*: в отличие от обычного возбужденного состояния, в котором атом может находиться сотые доли микросекунды, в данном случае он может оставаться возбужденным в течение необычайно долгого времени порядка 11 миллионов лет. Если в течение этого времени спин электрона спонтанно изменит свое направление на противоположное (электрон как бы «перевернется»), атом перейдет в состояние с меньшей энергией и излучит квант с энергией $6 \cdot 10^{-6}$ эв, соответствующий радиоизлучению с длиной волны 21 см. Это еще одна важная спектральная линия водорода, существование которой позволяет изучать вещество в самых холодных областях космического пространства.

В спектрах некоторых тел, особенно горячих звезд, наблюдаются линии гелия. Спектр ионизованного гелия очень похож на водородный и наблюдается у самых горячих звезд. Линии нейтрального гелия встречаются чаще. Еще до того, как гелий был обнаружен на Земле, наиболее интенсивная из его спектральных линий в видимой части спектра (желтая линия с $\lambda = 5876$ Å) была замечена в спектре Солнца, что и послужило поводом к названию этого элемента (гелиос, по-гречески, Солнце).

Рядом с этой линией гелия, обозначаемой D_3 , находятся две интенсивные линии D_1 и D_2 с длинами волн 5896 и 5890 Å, часто наблюдаемые в спектрах звезд и межзвездной среды. Это резонансные линии натрия. Еще более интенсивными часто бывают резонансные линии ионизованного кальция, расположенные у фиолетовой границы видимого спектра. Они обозначаются H ($\lambda = 3968$ Å) и K ($\lambda = 3934$ Å). В спектрах небесных тел встречается также множество линий других атомов и некоторых простейших молекулярных соединений.

Характерной особенностью спектров некоторых астрономических объектов являются наблюдаемые в них *запрещенные линии*. С одной из таких линий, излучаемой межзвездным водородом ($\lambda = 21$ см), мы только что познакомились. Другие линии, часто наиболее яркие, лежат в видимой области спектра (например, эмиссионные линии в солнечной короне, небулярные линии в спектрах туманностей, авроральные линии, возбуждаемые в верхних слоях земной атмосферы).

Тщетность попыток воспроизвести эти линии в земных лабораториях заставляла вначале предположить существование неизвестных гипотетических элементов — «короний», «небулий» и т. д. Как мы видели, подобное предположение оказалось справедливым только в отношении гелия. Во всех остальных случаях неизвестные линии удалось отождествить со спектрами хорошо известных химических элементов, находящихся, однако, в особых условиях возбуждения. Так, например, оказалось, что корональные линии излучаются многократно ионизованными атомами железа, никеля, аргона, кальция и других элементов, у которых «оторвано» по 10—15 электронов. Небулярные и авроральные линии оказались принадлежащими однократно и дважды ионизованному кислороду. Появление запрещенных линий свидетельствует об очень большой разреженности газа. Как и в случае радиолинии 21 см, чтобы излучить запрещенную линию, атом должен находиться сравнительно долго в возбужденном состоянии. Хотя для оптических запрещенных линий это время не так велико, как для линии 21 см, все же оно достигает десятых долей или даже целых секунд, т. е. в сотни миллионов раз больше, чем для обычных спектральных линий. Чтобы произошло спонтанное излучение, атом за это время не должен сталкиваться с другими частицами, чтобы не «потерять» энергию своего возбуждения. Следовательно, в разреженном газе, излучающем запрещенные линии, промежутков времени между последовательными столкновениями частиц должен быть порядка секунд. Полагая в формуле (7.17) $\sigma = 10^{-16}$ см² и $v^* = 10^8$ см/сек, что соответствует условиям в солнечной короне, получаем, что концентрация частиц должна быть

не больше 10^8 частиц/см³. В газовых туманностях концентрация частиц во много раз меньше.

Поляризация излучения. Электромагнитное излучение, возникающее в результате каждого отдельного элементарного процесса, характеризуется определенной плоскостью, в которой лежит вектор напряженности колеблющегося электрического поля (плоскость распространения). Перпендикулярная к ней плоскость, содержащая вектор колеблющегося магнитного

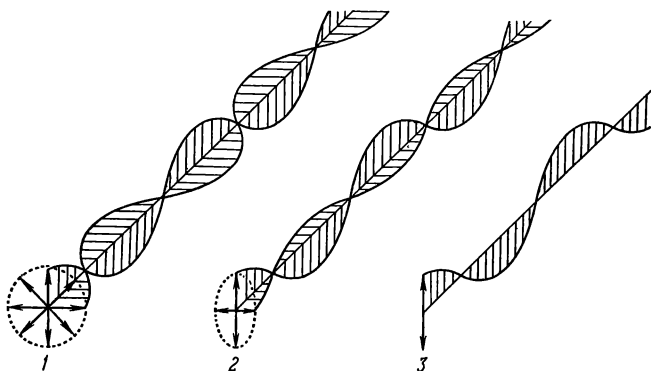


Рис. 88. Неполаризованный, или естественный (1), частично поляризованный (2) и полностью поляризованный (3) свет. Длины стрелок пропорциональны интенсивности световых волн.

поля, называется плоскостью поляризации. Чаще всего наблюдаемое излучение непolarизовано, так как оно возникает в результате сложения одновременного излучения очень большого числа атомов, поляризованного вдоль всевозможных направлений. Такой непolarизованный свет называется *естественным* (рис. 88).

Пропуская свет через специальные поляризаторы (например, кристаллы кварца, полевого шпата) или поляроидные пленки, на которые нанесены эмульсии из некоторых кристаллических веществ, можно из данного излучения выделить часть, поляризованную вдоль основной плоскости поляризатора или поляроида. Поворачивая эту плоскость, измеряют интенсивность поляризованного излучения в различных направлениях. Если по всем направлениям интенсивность оказывается одинаковой, то свет не поляризован. Если наблюдается максимум поляризации вдоль некоторого направления, то в перпендикулярной к нему плоскости обязательно имеет место минимум поляризации. Разность интенсивностей вдоль направлений максимума и минимума поляризации, отнесенная к их сумме, называется степенью

поляризации:

$$p = \frac{I_{\max} - I_{\min}}{I_{\max} + I_{\min}}. \quad (7.39)$$

В простейшем случае поляризация возникает при отражении от некоторых поверхностей, особенно при определенных значениях углов падения и отражения. Так, например, свет, отраженный под углом 58° пластинкой из обычного стекла, почти полностью поляризован, причем плоскость поляризации перпендикулярна к плоскости стекла. Это свойство отраженного света используется для изучения природы отражающих поверхностей, например планет.

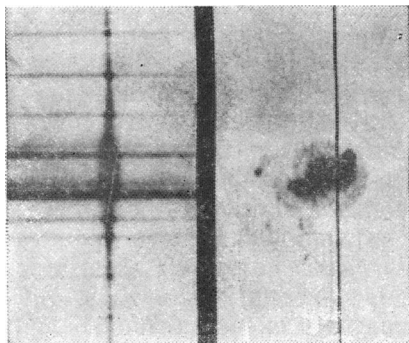


Рис. 89. Эффект Зеемана в солнечном пятне. Положение щели спектрографа показано черной линией на правом снимке.

Вертикальная полоса на левом снимке — солнечная линия поглощения, расширенная в центральной части магнитным полем пятна.

При рассеянии света на большом количестве отдельных частиц также может возникнуть поляризация. Особенно важен случай рассеяния на свободных электронах. В направлении, составляющем с первоначальным углом ровно 90° , рассеяние на свободных электронах полностью (на 100%) поляризовано. Кроме того, поляризация возникает при рассеянии на мелких пылинках, а также при рассеянии отдельными молекулами.

Так, солнечный свет, рассеянный молекулами воздуха, что придает голубой цвет небу, оказывается частично поляризованным.

Спектральные линии в магнитном поле. Спектральные линии, излучаемые атомом, находящимся в магнитном поле, расщепляются на несколько тесно расположенных компонентов. В простейшем случае спектральная линия разделяется на две, если наблюдать вдоль силовых линий магнитного поля, и на три, если смотреть поперек них. Излучение в каждой из этих линий особым образом поляризовано. Это явление называется *эффектом Зеемана*.

Расстояние между компонентами расщепленных спектральных линий пропорционально напряженности магнитного поля. Это дает возможность на основании спектроскопических наблюдений измерять космические магнитные поля. На рис. 89 приведен спектр солнечного пятна, показывающий присутствие сильного магнитного поля напряженностью около 1000 эрстед.

§ 107. Доплеровское смещение спектральных линий

Если расстояние между излучающим телом и наблюдателем меняется, то скорость их относительного движения имеет составляющую вдоль луча зрения, называемую лучевой скоростью. По линейчатым спектрам лучевые скорости могут быть измерены на основании *эффекта Доплера*, заключающегося в смещении спектральных линий на величину, пропорциональную лучевой скорости, вне зависимости от удаленности источника излучения. При этом, если расстояние увеличивается (лучевая скорость положительна), то смещение линий происходит в красную сторону, а в противном случае — в синюю.

Объяснить это явление можно на основании следующих элементарных рассуждений. Вообразим наблюдателя, воспринимающего от объекта луч света. Предположим, что этот луч представляет собой отдельное непрерывное электромагнитное колебание (цуг волн). Пусть за 1 сек источник излучает ν волн длиной λ каждая. Так как ν — частота, то $\nu = \frac{c}{\lambda}$. Неподвижный относительно источника наблюдатель за ту же одну секунду воспримет столько же (т. е. ν) волн. Теперь пусть источник или наблюдатель движутся с относительной скоростью v_r . Тогда по отношению к неподвижному цугу волн наблюдатель за 1 сек пройдет расстояние v_r , на котором укладывается v_r/λ волн. Таким образом, в случае движения вдоль луча зрения наблюдатель воспримет не ν волн, а на v_r/λ меньше, если расстояние увеличивается, и на v_r/λ больше, если оно уменьшается. Следовательно, изменится частота наблюдаемого излучения ν . Обозначая это изменение частоты через $\Delta\nu$ и принимая, что положительным значениям v_r соответствует увеличение расстояния, получим

$$\Delta\nu = \nu_{\text{набл}} - \nu_{\text{изл}} = -\nu \frac{v_r}{c}.$$

Учитывая зависимость между ν и λ , мы видим, что при движении вдоль луча зрения изменяется не только частота воспринимаемого излучения, но и длина его волны соответственно на величину

$$\Delta\lambda = \lambda_{\text{набл}} - \lambda_{\text{изл}} = \frac{c}{\nu_{\text{набл}}} - \frac{c}{\nu_{\text{изл}}} = \frac{c \Delta\nu}{\nu_{\text{набл}} \cdot \nu_{\text{изл}}} = -\lambda \frac{\Delta\nu}{\nu}.$$

Объединяя это выражение с предыдущим, найдем окончательную формулу для величины доплеровского смещения спектральных линий

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = -\frac{\Delta\nu}{\nu} = \frac{v_r}{c}. \quad (7.40)$$

Более строгий вывод формулы для доплеровского смещения требует применения теории относительности. При этом получается выражение, которое при $v \ll c$ очень мало отличается от формулы (7.40). Кроме того, оказывается, что смещение спектральных линий вызывается не только движениями вдоль луча зрения, но и перпендикулярными к нему перемещениями (так называемый поперечный эффект Доплера). Однако он, как и релятивистская поправка к формуле (7.40), пропорционален $\left(\frac{v}{c}\right)^2$ и должен приниматься во внимание только при скоростях, близких к скорости света.

Эффект Доплера играет исключительно важную роль в астрофизике, так как позволяет на основании измерения положения спектральных линий судить о движениях небесных тел. Приведем несколько примеров.

Вследствие обращения Земли вокруг Солнца ее скорость, по абсолютной величине близкая к $v = 30 \text{ км/сек} = 3 \cdot 10^6 \text{ см/сек}$, все время меняет свое направление в пространстве. Поэтому линии в спектрах звезд, к которым в данный момент направлено движение Земли, слегка смещены в фиолетовую сторону на величину $\Delta\lambda$, причем

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c} = 10^{-4}.$$

Для зеленой линии с $\lambda = 5000 \text{ Å} = 5 \cdot 10^{-5} \text{ см}$ смещение составляет $0,5 \text{ Å}$, что легко может быть измерено. Вектор скорости годового движения Земли лежит в плоскости эклиптики и перпендикулярен к направлению на Солнце. Поэтому наибольшее смещение спектральных линий бывает в спектрах звезд, расположенных вблизи эклиптики на расстоянии 90° от Солнца. Поскольку обращение Земли происходит против часовой стрелки, если смотреть с северного полюса эклиптики, то в точке, расположенной на 90° к востоку, линии смещены к красному концу, а в противоположной точке — к фиолетовому.

У звезд, находящихся во всех остальных точках небесной сферы, смещение линий в спектрах звезд, вызванное годовым движением Земли, меньше. Оно в точности равно нулю для звезд, находящихся в полюсе эклиптики и в направлениях к Солнцу и от него. Смещение спектральных линий, вызванное суточным вращением Земли, линейная скорость которого на экваторе не превышает $0,5 \text{ км/сек}$, значительно меньше (самое большее тысячные доли ангстрема).

Для измерения смещения спектральных линий рядом со спектром исследуемого объекта, например звезды, на ту же пластинку фотографируют спектр лабораторного источника, в котором имеются известные спектральные линии. Затем при

помощи микроскопов, снабженных точными микрометрами, измеряют смещение линий объекта по отношению к лабораторной системе длин волн и тем самым находят величину $\Delta\lambda$, а по формуле (7.40) вычисляют *лучевую скорость* v_r . Если из этой скорости вычесть проекцию на луч зрения скорости годичного движения Земли, то получим лучевую скорость звезды относительно Солнечной системы.

Принцип Доплера позволяет не только судить о движении излучающего тела, но и о его вращении. Так, например, вследствие вращения Солнца восточный его край приближается к нам, а западный — удаляется. Наибольшая линейная скорость (на солнечном экваторе) достигает почти 2 км/сек , что при $\lambda = 5000 \text{ \AA}$ соответствует доплеровскому смещению $\Delta\lambda = 0,035 \text{ \AA}$. По мере приближения к центру и полюсам солнечного диска лучевая скорость, а вместе с нею и доплеровское смещение уменьшаются до нуля. У звезд не удается наблюдать излучения отдельных частей их поверхности. Наблюдаемый спектр звезды получается в результате наложения друг на друга спектров всех точек ее диска, каждая из которых у вращающейся звезды дает различное смещение линий в спектре. В результате наблюдается расширение спектральных линий, на основании которого можно судить о величине линейной скорости вращения. У некоторых звезд линейные скорости вращения достигают огромных значений в сотни километров в секунду.

Даже в тех случаях, когда излучающий газ в целом не имеет относительного движения вдоль луча зрения, спектральные линии, излучаемые отдельными атомами, все равно имеют доплеровские смещения из-за беспорядочных тепловых движений. Поскольку в каждый момент множество атомов приближается к нам со всевозможными скоростями и примерно столько же их удаляется с такими же скоростями, происходит симметричное расширение спектральной линии, изображенное на рис. 90. Такой график, показывающий распределение энергии, излучаемой в узкой области спектра в пределах спектральной линии, называется ее *профилем*. Если расширение линии вызвано только тепловыми движениями излучающих атомов, то по ширине профиля можно судить о температуре светящегося газа. Действительно, как указывалось в § 104, число частиц, обладающих различными скоростями вдоль луча зрения v_r , убывает с ростом $|v_r|$, по закону $e^{-(v_r/v_r^*)^2}$. Вместе с тем, чем больше $|v_r|$, тем дальше в крыле линии излучает данный атом. При $v_r > 0$ излучение происходит в красном крыле, а при $v_r < 0$ — в синем. Если газ прозрачен к излучению в рассматриваемой линии (т. е. самопоглощение отсутствует) и, следовательно, интенсивность в каждой точке профиля пропорциональна

количеству атомов, обладающих соответствующим значением v_r , то профиль спектральной линии повторяет закон распределения атомов по скоростям (7.15) и кривая, изображенная на рис. 90, представляется формулой

$$I = I_0 e^{-\left(\frac{v_r}{v^*}\right)^2}. \quad (7.41)$$

Из формулы (7.15) видно, что число частиц со скоростью $v_r = v^*$ в e раз меньше, чем частиц со скоростью $v_r = 0$. Эти

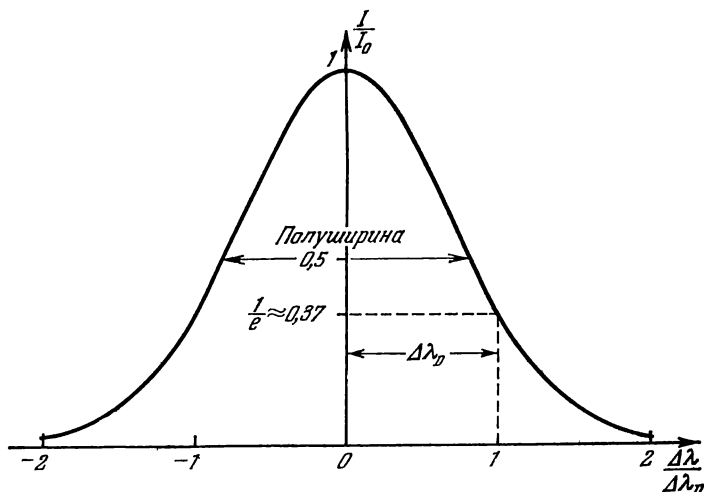


Рис. 90. Доплеровский профиль спектральной линии.

атомы создают излучение в точке профиля линии, интенсивность I в которой в e раз меньше центральной I_0 . Половина расстояния между точками профиля линии, в которых интенсивность составляет $1/e$ (37%) от центральной, называется *доплеровской шириной спектральной линии* $\Delta\lambda_D$. Поскольку атомы, излучающие спектральную линию, смещенную на величину $\Delta\lambda_D$, должны двигаться с наиболее вероятной скоростью v^* , имеем

$$\frac{\Delta\lambda_D}{\lambda} = \frac{v^*}{c}.$$

Если эта скорость обусловлена только тепловыми движениями, то, учитывая формулу (7.14), получим

$$\Delta\lambda_D = \frac{\lambda}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m}} = \frac{\lambda}{c} \sqrt{\frac{2RT}{\mu}}, \quad (7.42)$$

откуда

$$T = \frac{mc^2}{2k} \left(\frac{\Delta\lambda_D}{\lambda} \right)^2. \quad (7.43)$$

Если помимо тепловых движений в газе наблюдаются течения или какие-нибудь другие крупномасштабные движения (например, турбулентность), то спектральная линия расширяется еще сильнее, а иногда разбивается на несколько линий, соответствующих различным потокам. Таким образом, изучая профили спектральных линий, можно судить как о температуре, так и о движениях, происходящих в излучающем газе.

§ 108. Методы определения температуры

Прежде всего важно вспомнить (§ 104), что температура характеризует среднюю кинетическую энергию одной частицы вещества. Часто температурой называют результат ее измерения тем или иным методом. Поэтому, если хотят подчеркнуть, что термин «температура» упоминается именно в указанном выше смысле, то говорят: *кинетическая температура*.

Температура — очень важная характеристика состояния вещества, от которой зависят основные его физические свойства. Ее определение — одна из труднейших астрофизических задач. Это связано как со сложностью существующих методов определения температуры, так и с принципиальной неточностью некоторых из них. За редким исключением, астрономы лишены возможности измерять температуру с помощью какого-либо прибора, установленного на самом исследуемом теле. Однако даже если бы это удалось сделать, во многих случаях теплотизмерительные приборы оказались бы бесполезными, так как их показания сильно отличались бы от действительного значения температуры. Термометр дает правильные показания только в том случае, когда он находится в тепловом равновесии с телом, температура которого измеряется. Поэтому для тел, не находящихся в тепловом равновесии, принципиально невозможно пользоваться термометром, и для определения их температуры необходимо применять специальные методы. Рассмотрим основные методы определения температур и укажем важнейшие случаи их применения.

Определение температуры по ширине спектральных линий. Этот метод основан на использовании формулы (7.43), когда из наблюдений известна доплеровская ширина спектральных линий излучения или поглощения. Если слой газа оптически тонкий (самопоглощения нет), а его атомы обладают только тепловыми движениями, то таким путем непосредственно получается значение кинетической температуры. Однако очень часто эти условия не выполняются, о чем прежде всего говорит отклонение наблюдаемых профилей от кривой Гаусса, изображенной на рис. 90. Очевидно, что в этих случаях задача определения температуры на основании профилей спектральных линий сильно усложняется.

Определение температуры на основании исследования элементарных атомных процессов, приводящих к возникновению наблюдаемого излучения. Этот метод определения температуры основан на теоретических расчетах спектра и сравнении их результатов с наблюдениями. Проиллюстрируем этот метод на примере уже упоминавшейся солнечной короны. В ее спектре наблюдаются линии излучения, принадлежащие многократно ионизованным элементам, атомы которых лишены более чем десятка внешних электронов, для чего требуются энергии по крайней мере в несколько сотен электрон-вольт. Мощность солнечного излучения слишком мала, чтобы вызвать столь сильную ионизацию газа. Ее можно объяснить только столкновениями с энергичными быстрыми частицами, главным образом свободными электронами. Следовательно, тепловая энергия значительной доли частиц в солнечной короне должна равняться нескольким сотням электрон-вольт. Обозначая через ϵ энергию, выраженную в электрон-вольтах и учитывая (7.13), имеем

$$T = 11\,600\epsilon.$$

Тогда энергию в 100 эв большинство частиц газа имеет при температуре более миллиона градусов.

Определение температуры на основании применения законов излучения абсолютно черного тела. На применении законов излучения абсолютно черного тела (строго говоря, справедливых только для термодинамического равновесия) к наблюдаемому излучению основан ряд наиболее распространенных методов определения температуры. Однако по причинам, упомянутым в начале этого параграфа, все эти методы принципиально неточны и приводят к результатам, содержащим большие или меньшие ошибки. Поэтому их применяют либо для приближенных оценок температуры, либо в тех случаях, когда удастся доказать, что эти ошибки пренебрежимо малы. Начнем именно с этих случаев.

Оптически толстый, непрозрачный слой газа в соответствии с законом Кирхгофа дает сильное излучение в непрерывном спектре. Типичным примером могут служить наиболее глубокие слои атмосферы звезды. Чем глубже находятся эти слои, тем лучше они изолированы от окружающего пространства и тем ближе, следовательно, их излучение к равновесному. Поэтому для внутренних слоев звезды, излучение которых до нас совсем не доходит, законы теплового излучения выполняются с высокой степенью точности.

Совсем иначе обстоит дело с внешними слоями звезды. Они занимают промежуточное положение между полностью изолированными внутренними слоями и совсем прозрачными самыми

внешними (имеется в виду видимое излучение). Фактически мы видим те слои, оптическая глубина которых τ не слишком сильно отличается от 1. Действительно, более глубокие слои хуже видны вследствие быстрого роста непрозрачности с глубиной, а самые внешние слои, для которых τ мало, слабо излучают (напомним, что излучение оптически тонкого слоя пропорционально его оптической толщине). Следовательно, излучение, выходящее за пределы данного тела, возникает в основном в слоях,

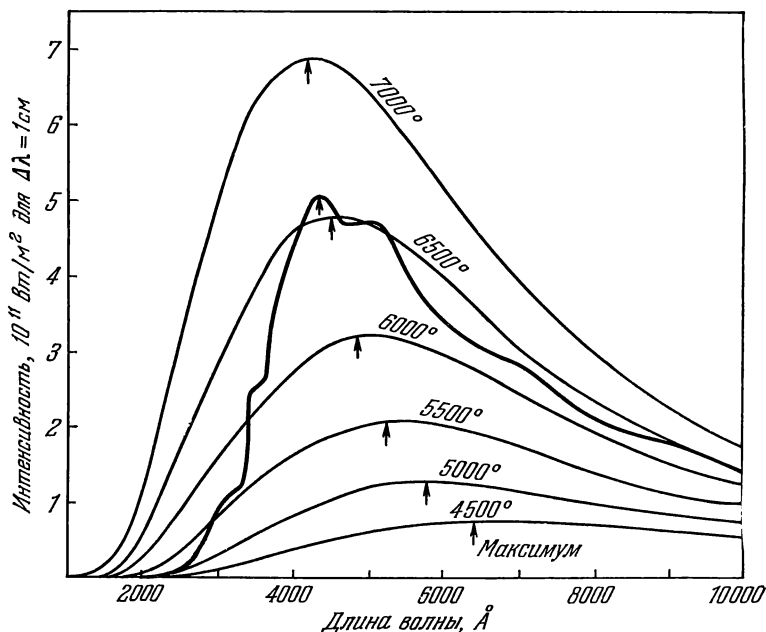


Рис. 91. Распределение энергии в спектре Солнца (жирная линия) и планковские кривые.

для которых $\tau \approx 1$. Иными словами, те слои, что мы видим, расположены на глубине, начиная с которой газ становится непрозрачным. Для них законы теплового излучения выполняются лишь приблизительно. Так, например, для звезд, как правило, удастся подобрать такую планковскую кривую, которая, хотя и очень грубо, все же напоминает распределение энергии в ее спектре. Это позволяет с большими оговорками применить законы Планка, Стефана—Больцмана и Вина к излучению звезд.

Рассмотрим применение этих законов к излучению Солнца. На рис. 91 изображено наблюдаемое распределение энергии

в спектре центра солнечного диска вместе с несколькими планковскими кривыми для различных температур. Из этого рисунка видно, что ни одна из них в точности не совпадает с кривой для Солнца. У последней максимум излучения выражен не так резко. Если принять, что он имеет место в длине волны $\lambda_{\max} = 4300 \text{ \AA}$, то температура, определенная по закону смещения Вина, окажется равной $T(\lambda_{\max}) = 6750^\circ$.

Полная энергия, излучаемая 1 см^2 поверхности Солнца (см. § 118), равна

$$\epsilon_{\odot} = 6,28 \cdot 10^{10} \text{ эрг/см}^2 \cdot \text{сек.}$$

Подставляя это значение в формулу (7.33) закона Стефана — Больцмана, получаем так называемую *эффективную температуру*

$$T_{\text{эфф}} = \sqrt[4]{\frac{\epsilon_{\odot}}{\sigma}} = 5770 \text{ }^\circ\text{К.}$$

Итак, *эффективной температурой тела* называется температура такого абсолютно черного тела, каждый квадратный сантиметр которого во всем спектре излучает такой же поток энергии, как и 1 см^2 данного тела.

Аналогичным образом вводятся понятия *яркостной* и *цветовой температуры*. *Яркостной температурой* называется температура такого абсолютно черного тела, каждый квадратный сантиметр которого в некоторой длине волны излучает такой же поток энергии, как и данное тело в той же длине волны. Чтобы определить яркостную температуру, надо применить формулу Планка к наблюдаемой монохроматической яркости излучающей поверхности. Очевидно, что в различных участках спектра реальное тело может иметь различную яркостную температуру. Так, например, из рис. 91 видно, что кривая для Солнца пересекает различные планковские кривые, соответствующие температуры которых показывают изменение яркостной температуры Солнца в различных участках видимого спектра.

Определение яркостной температуры требует очень сложных измерений интенсивности излучения в абсолютных единицах. Гораздо проще определить изменение интенсивности излучения в некоторой области спектра (относительное распределение энергии).

Температура абсолютно черного тела, у которого относительное распределение энергии в некотором участке спектра такое же, как и у данного тела, называется цветовой температурой тела. Возвращаясь снова к распределению энергии в спектре Солнца, мы видим, что в области длин волн $5000\text{--}6000 \text{ \AA}$ наклон кривой для Солнца на рис. 91 такой же, как и у планковской кривой для температуры 7000° в той же области спектра.

Итак, различные методы определения температуры, примененные к одному и тому же объекту — Солнцу, приводят к различным результатам. Однако это вовсе не означает, что температуру Солнца вообще невозможно определить. Как мы увидим в гл. IX, расхождения между результатами применения различных методов объясняются изменением температуры солнечного вещества с глубиной, а также тем, что наружные слои газов излучают не как абсолютно черное тело, т. е. формулы (7.31)—(7.33) применимы лишь в первом приближении.

Введенные выше понятия эффективной, яркостной и цветовой температуры являются таким образом лишь параметрами, характеризующими свойства наблюдаемого излучения. Чтобы выяснить, с какой точностью и на какой глубине они дают представление о действительной температуре тела, необходимы дополнительные исследования.

§ 109. Определение химического состава и плотности небесных тел

Как правило, наличие в спектре линий некоторого химического элемента говорит о том, что он имеется в исследуемом теле. (Бывают исключения, например, так называемые межзвездные линии поглощения, наблюдаемые в спектрах звезд, но возникающие в пространстве между ними.) До тех пор, пока слой излучающего газа можно считать оптически тонким, так что в нем почти совсем не поглощается собственное его излучение, яркость спектральной линии пропорциональна количеству излучающих возбужденных атомов, находящихся на луче зрения. Излучательную способность атома, равно как и коэффициент его поглощения в данной спектральной линии, можно найти экспериментально или теоретически: она обратно пропорциональна времени, в течение которого атом может находиться в возбужденном состоянии.

Измеряя энергию, излучаемую или поглощаемую в данной спектральной линии, вычисляют количество атомов и тем самым массу той части вещества, которая создает излучение. Если эта масса составляет главную долю всей массы наблюдаемого объекта с известными размерами, то легко найти его плотность. Таким путем можно определить концентрацию излучающего вещества в прозрачных газовых туманностях. У непрозрачных (оптически толстых) объектов (например, звезд) мы не видим всех излучающих слоев. Поэтому их плотности не могут быть определены таким путем. Однако плотность вещества, точнее, давление в нем, сказывается на форме отдельной спектральной линии, особенно вдали от ее центра (в так называемых *крыльях*). Это может быть использовано для определения плотности.

Грубо говоря, указанное влияние сводится к тому, что спектральные линии, возникающие в разреженном газе, значительно уже, чем в плотной среде при той же температуре.

Как правило, в данной спектральной линии наблюдается свечение (или поглощение) лишь части атомов, принадлежащих данному телу. Доля атомов, «наблюдаемых» в какой-либо линии, определяется тем, что, во-первых, не все атомы данного химического элемента находятся в соответствующем состоянии возбуждения, необходимом для излучения или поглощения этой линии, а во-вторых тем, что в исследуемом теле могут быть и другие химические элементы.

Поэтому для определения плотности вещества необходимо предварительно изучить его химический состав.

В спектрах подавляющего большинства космических объектов наблюдаются линии водорода. Это дает основание предполагать, что водород — наиболее распространенный химический элемент в природе, факт, подтверждаемый количественным анализом химического состава различных небесных тел.

Второе место по распространенности в природе после водорода занимает гелий, хотя принадлежащие ему спектральные линии наблюдаются значительно реже. Это хороший пример того, как отсутствие в спектре линий некоторого элемента вовсе не означает, что его нет в исследуемом теле. Так, например, линии гелия почти не наблюдаются среди линий поглощения в солнечном спектре. Однако в спектрах более верхних его слоев, в частности, облаков раскаленных газов — протуберанцев, видны яркие эмиссионные линии гелия, что доказывает наличие его на Солнце. В спектре солнечной короны совсем не видны линии водорода, хотя заведомо известно, что вещество короны имеет такой же состав, что и Солнце, и, следовательно, должно содержать водород. В обоих этих примерах соответствующие атомы просто находятся в таких состояниях, что не излучают (и не поглощают) легко наблюдаемых спектральных линий. Водород в короне ионизован настолько сильно, что практически нет нейтральных атомов, излучение которых можно было бы заметить. Наоборот, в слоях, где образуются линии поглощения, в частности, водорода, возбуждение гелиевых атомов оказывается слишком слабым, что также приводит к отсутствию его линий в спектре.

Следовательно, для правильного определения химического состава необходимо учитывать, что некоторые атомы могут находиться в ненаблюдаемых или трудно наблюдаемых состояниях, как, например, в случае, когда все возбуждаемые спектральные линии находятся в далеком ультрафиолете.

Наиболее интенсивные линии вовсе не обязательно принадлежат самому распространенному химическому элементу. Как

мы видели на примере запрещенных линий, в некоторых особых условиях весьма интенсивными становятся линии, которые в «обычных» условиях либо совсем не наблюдаются, либо очень слабы.

Отсюда видно, что определение химического состава небесных тел на основе изучения их спектров — очень сложная задача, требующая для своего решения знания физических условий в исследуемом теле (особенно температуры) и применения методов теоретической астрофизики.

ТАБЛИЦА 3

**Средняя распространенность химических элементов
в космических условиях**

Элемент	Относительное число атомов	Элемент	Относительное число атомов
Водород	1 000 000	Сера	20
Гелий	100 000	Магний	20
Кислород	1 000	Железо	6
Углерод	400	Натрий	2
Неон	200	Алюминий	2
Азот	100	Аргон	2
Кремний	60	Кальций	1

Результаты показывают, что некоторые тела (например, звезды определенных типов) обладают теми или иными особенностями химического состава. Однако большинство остальных объектов состоит примерно из одних и тех же относительных количеств известных химических элементов. Поэтому можно говорить о *среднем космическом содержании элементов*, о котором обычно судят по относительному числу атомов, находящихся в каком-либо объеме. В табл. 3 приведены относительные числа атомов наиболее распространенных химических элементов, полученные на основании изучения спектров звезд и дающие представление о распространенности химических элементов в космосе. Все числа атомов приведены по отношению к числу атомов водорода, содержание которых условно принято равным 10^6 .

Из табл. 3 видно, что атомов гелия в космосе раз в 10 меньше, чем водорода. Точнее, о содержании этого элемента судить трудно, так как его линии сравнительно редко наблюдаются. Количество атомов всех остальных элементов составляет лишь около 0,14% от числа атомов водорода, а всех металлов меньше примерно в 10 000 раз.

АСТРОФИЗИЧЕСКИЕ ИНСТРУМЕНТЫ И ОСНОВНЫЕ
МЕТОДЫ НАБЛЮДЕНИЙ

§ 110. Телескопы

После того как в 1609 г. Галилей впервые направил на небо *телескоп*, возможности астрономических наблюдений возросли в очень сильной степени. Этот год явился началом новой эры в науке — эры телескопической астрономии. Телескоп Галилея по нынешним понятиям был несовершенным, однако современникам казался чудом из чудес. Каждый, заглянув в него, мог убедиться, что Луна — это сложный мир, во многом подобный земному, что вокруг Юпитера обращаются четыре маленьких спутника, так же как Луна вокруг Земли, и т. д. Все это будило мысль, заставляло задумываться о сложности Вселенной, ее материальности, о множественности обитаемых миров. Изобретение телескопа вместе с системой Коперника сыграло немалую роль в ниспровержении религиозной идеологии средневековья.

Изобретение телескопа, как и большинство великих открытий, не было случайным, оно было подготовлено всем предыдущим ходом развития науки и техники. В XVI в. мастера-ремесленники хорошо научились делать очковые линзы, а отсюда был один шаг до телескопа и микроскопа.

Телескоп имеет три основных назначения: 1) собирать излучение от небесных светил на приемное устройство (глаз, фотографическую пластинку, спектрограф и др.);

2) строить в своей фокальной плоскости изображение объекта или определенного участка неба;

3) помочь различать объекты, расположенные на близком угловом расстоянии друг от друга и поэтому неразличимые невооруженным глазом.

Основной оптической частью телескопа является *объектив*, который собирает свет и строит изображение объекта или участка неба. Объектив соединяется с приемным устройством *трубой* (тубусом). Механическая конструкция, несущая трубу и обеспечивающая ее наведение на небо, называется *монтажкой*. Если приемником света является глаз (при визуальных наблюдениях), то обязательно необходим *окуляр*, в который рассматривается изображение, построенное объективом. При фотогра-

фических, фотоэлектрических, спектральных наблюдениях окуляр не нужен. Фотографическая пластинка, входная диафрагма электрофотометра, щель спектрографа и т. д. устанавливаются непосредственно в фокальной плоскости телескопа.

Телескоп с линзовым объективом называется *рефрактором*, т. е. преломляющим телескопом. Так как световые лучи различных длин волн преломляются по-разному, то одиночная линза дает окрашенное изображение. Это явление называется *хроматической аберрацией*. Хроматическая аберрация в значительной мере устранена в объективах, составленных из двух линз, изготовленных из стекол с разными коэффициентами преломления (ахроматический объектив, или *ахромат*).

Законы отражения не зависят от длины волны и естественно возникла мысль заменить линзовый объектив вогнутым сферическим зеркалом (рис. 92). Такой телескоп называется *рефлектором*, т. е. отражательным телескопом. Первый рефлектор (диаметром всего лишь в 3 см и длиной в 15 см) был построен Ньютоном в 1671 г.

Сферическое зеркало не собирает параллельного пучка лучей в точку; оно дает в фокусе несколько размытое пятнышко. Это искажение называется *сферической аберрацией*. Если зеркалу придать форму параболоида вращения, то сферическая аберрация исчезает. Параллельный пучок, направленный на такой параболоид вдоль его оси, собирается в фокусе практически без искажений, если не считать неизбежного размытия из-за дифракции (см. ниже). Поэтому современные рефлекторы имеют зеркала параболоидальной или, как чаще говорят, параболической формы.

До конца XIX в. основной целью телескопических наблюдений было изучение видимых положений небесных светил. Важную роль играли также наблюдения комет и деталей на планетных дисках. Все эти наблюдения производились визуально, и рефрактор с двухлинзовым объективом полностью удовлетворял потребности астрономов.

В конце XIX и особенно в XX в. характер астрономической науки претерпел органические изменения. Центр тяжести исследований переместился в область астрофизики и звездной астрономии. Основным предметом исследования стали физические характеристики Солнца, планет, звезд, звездных систем. Появились новые приемники излучения — фотографическая пластинка и фотоэлемент. Стала широко применяться спектроскопия. В результате изменились и требования к телескопам.

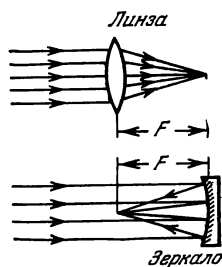


Рис. 92. Линзовый и зеркальный объективы.

Для астрофизических исследований желательно, чтобы оптика телескопа не накладывала никаких ограничений на доступный диапазон длин волн: земная атмосфера и так ограничивает его слишком сильно. Между тем стекло, из которого делают линзы, поглощает ультрафиолетовое и инфракрасное излучение. Фотографические эмульсии и фотоэлементы чувствительны в более широкой области спектра, чем глаз, и поэтому хроматическая аберрация при работе с этими приемниками сказывается сильнее.

Таким образом, для астрофизических исследований нужен рефлектор. К тому же большое зеркало рефлектора изготовить значительно легче, чем двухлинзовый ахромат: надо обработать с оптической точностью (до $\frac{1}{8}$ длины световой волны λ , или 0,07 микрона для визуальных лучей) одну поверхность вместо четырех, и при этом не предъявляется особых требований к однородности стекла. Все это привело к тому, что рефлектор стал основным инструментом астрофизики. В астрометрических работах по-прежнему применяются рефракторы. Причина этого состоит в том, что рефлекторы очень чувствительны к малым случайным поворотам зеркала: так как угол падения равен углу отражения, то поворот зеркала на некоторый угол β смещает изображение на угол 2β . Аналогичный поворот объектива в рефракторе дает гораздо меньшее смещение. А так как в астрометрии надо измерять положения светил с максимальной точностью, то выбор был сделан в пользу рефлекторов.

Как уже сказано, рефлектор с параболическим зеркалом строит изображение очень четко, однако тут необходимо сделать одну оговорку. Изображение можно считать идеальным, пока оно остается вблизи оптической оси. При удалении от оси появляются искажения (*внеосевые аберрации*). Поэтому рефлектор с одним только параболическим зеркалом не позволяет фотографировать больших участков неба размером, скажем, $5^\circ \times 5^\circ$, а это необходимо для исследования звездных скоплений, галактик и галактических туманностей. Поэтому для наблюдений, требующих большого поля зрения, стали строить комбинированные зеркально-линзовые телескопы, в которых аберрации зеркала исправляются тонкой линзой, часто увиолевой (сорт стекла, пропускающего ультрафиолетовые лучи).

Зеркала рефлекторов в прошлом (XVIII—XIX вв.) делали металлическими из специального зеркального сплава, однако впоследствии по технологическим причинам оптики перешли на стеклянные зеркала, которые после оптической обработки покрывают тонкой пленкой металла, имеющего большой коэффициент отражения (чаще всего алюминий).

Основными характеристиками телескопа являются диаметр D и фокусное расстояние F объектива. Чем больше диаметр, тем

больший световой поток Φ собирает телескоп:

$$\Phi = ES = \frac{\pi D^2 E}{4}, \quad (8.1)$$

где E — освещенность объектива и S — его площадь. Другой существенной характеристикой является *относительное отверстие*

$$A = \frac{D}{F}. \quad (8.2)$$

Как нетрудно убедиться, освещенность в фокальной плоскости, создаваемая протяженным объектом,

$$E' \sim \left(\frac{D}{F}\right)^2. \quad (8.3)$$

Поэтому при фотографировании слабых протяженных объектов (туманностей, комет) существенно иметь большое относительное отверстие. Однако с увеличением относительного отверстия быстро возрастают внеосевые аберрации. Чем больше относительное отверстие, тем труднее их устранять. Поэтому относительное отверстие рефлекторов обычно не превышает 1:3. Зеркально-линзовые системы и сложные объективы могут обеспечить в некоторых случаях относительное отверстие 1:1 и более.

Для визуального телескопа важной характеристикой является *увеличение*, равное отношению фокусных расстояний объектива и окуляра:

$$W = \frac{F}{f}.$$

Если невооруженным глазом можно различить две звезды с угловым расстоянием не менее $2'$, то телескоп уменьшает этот предел в n раз (далее мы увидим, что это улучшение не является, однако, безграничным).

При фотографировании представляет интерес *масштаб изображения* в фокальной плоскости. Он может быть выражен в угловых единицах, приходящихся на 1 мм. Чтобы найти масштаб изображения, нужно знать линейное расстояние l между двумя точками изображения с взаимным угловым расстоянием α

$$l = 2F \cdot \operatorname{tg} \frac{\alpha}{2}, \quad (8.4)$$

где F — фокусное расстояние объектива. Вывод этой формулы ясен из рис. 93.

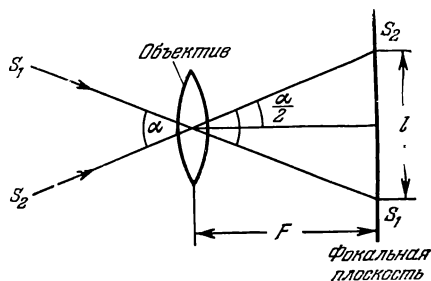


Рис. 93. Линейные размеры фотографического изображения.

При малых углах α

$$l = F\alpha,$$

если α в радианах, и

$$l = F \frac{\alpha}{57^{\circ},3},$$

если α в градусах. Тогда масштаб изображения

$$\mu = \frac{\alpha}{l}, \quad (8.5)$$

и если F выражено в $мм$, то l тоже будет в $мм$. Масштаб μ , в зависимости от единицы измерения α , получится в градусах на $мм$ ($^{\circ}/мм$), в минутах дуги на $мм$ ($'/мм$) или секундах дуги на $мм$ ($''/мм$).

Так, угловой диаметр Солнца и Луны равен приблизительно $0^{\circ},5$. При фокусном расстоянии телескопа $F=1000 мм$ диаметр изображения Солнца и Луны в его фокальной плоскости составляет около $10 мм$ и, следовательно, $\mu = \frac{0^{\circ},5}{10} = 0^{\circ},05/мм^{-1}$.

Телескоп-рефлектор, приспособленный для наблюдений непосредственно в фокусе параболического зеркала, называется *рефлектором с прямым фокусом*. Часто используются более сложные системы рефлекторов; например, с помощью дополнительного плоского зеркала, установленного перед фокусом, можно вывести фокус в бок за пределы трубы (*ньютоновский фокус*). Дополнительным выпуклым предфокальным зеркалом можно удлинить фокусное расстояние и вывести фокус в отверстие, просверленное в центре главного зеркала (*касsegреновский фокус*), и т. д.

Некоторые из таких более сложных систем рефлекторов показаны на рис. 94. Они удобнее для присоединения приемных устройств к телескопу, но из-за дополнительных отражений дают большие потери света.

Сложной технической задачей является наведение телескопа на объект и слежение за ним. Современные обсерватории оснащены телескопами диаметром от нескольких десятков сантиметров до нескольких метров. Самый большой в мире рефлек-

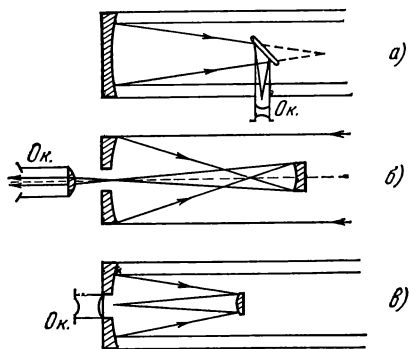


Рис. 94. Некоторые схемы телескопов-рефлекторов:

а) система Ньютона; плоским зеркалом фокус выведен вбок; б) система Грегори; вогнутое зеркало, установленное за фокусом главного зеркала, удлиняет общее фокусное расстояние и выводит фокус в центральное отверстие главного зеркала; в) система Кассегрена; то же самое достигается выпуклым зеркалом, установленным перед фокусом главного.

тор в настоящее время действует в Советском Союзе. Он имеет диаметр 6 м и установлен на высоте 2070 м (гора Пастухова, вблизи станицы Зеленчукской на Северном Кавказе). Следующий по размерам рефлектор имеет диаметр 5 м и находится в США (обсерватория Маунт Паломар).

Монтировка телескопа всегда имеет две взаимно перпендикулярных оси, поворот вокруг которых позволяет навести его в любую область неба. В монтировке, называемой *вертикально-азимутальной*, одна из осей направлена в зенит, другая лежит в горизонтальной плоскости. На ней монтируются небольшие переносные телескопы. Крупные те-

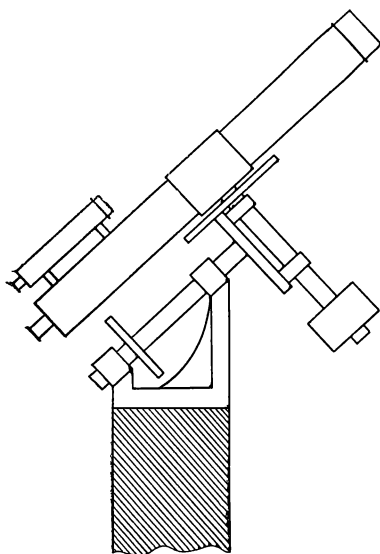


Рис. 95. Немецкая монтировка.

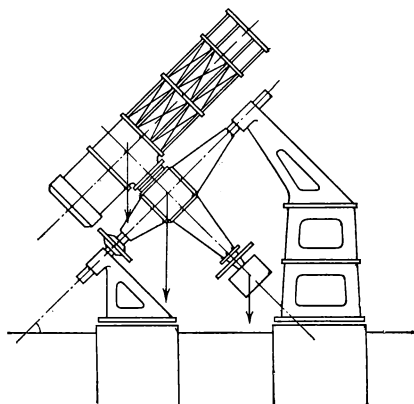


Рис. 96. Английская монтировка.

лескопы, как правило, устанавливаются на *экваториальной* монтировке, одна из осей которой направлена в полюс мира (полярная ось), а другая лежит в плоскости небесного экватора (ось склонения). Телескоп на экваториальной монтировке называется *экваториалом*.

Чтобы следить за небесным светилом в экваториал, достаточно поворачивать его только вокруг полярной оси в направлении роста часового угла, так как склонение светила остается неизменным. Этот поворот осуществляется автоматически часовым механизмом. Известно несколько типов экваториальной монтировки. Телескопы умеренного диаметра (до 50—100 см) часто устанавливаются на «немецкой» монтировке (рис. 95), в которой полярная ось и ось склонения образуют параллактическую головку, опирающуюся на колонну. На оси склонения, по одну сторону от колонны, располагается труба, а по другую —

уравновешивающий ее груз, противовес. «Английская» монтировка (рис. 96) отличается от немецкой тем, что полярная ось опирается концами на две колонны, северную и южную, что при-

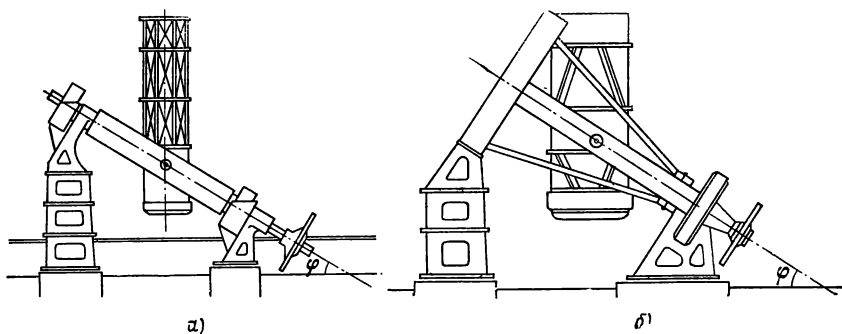


Рис. 97. Монтировка с рамой.

дает ей дополнительную устойчивость. Иногда в английской монтировке полярную ось заменяют четырехугольной рамой, так что труба оказывается внутри рамы (рис. 97, а). Подобная конструкция не позволяет направить инструмент на полярную область неба. Если северный (верхний) подшипник полярной оси сделать в форме подковы (рис. 97, б), то такого ограничения не будет. Наконец, можно вообще убрать северную колонну и подшипник. Тогда получится «американская» монтировка или «вилка» (рис. 98 и 99).

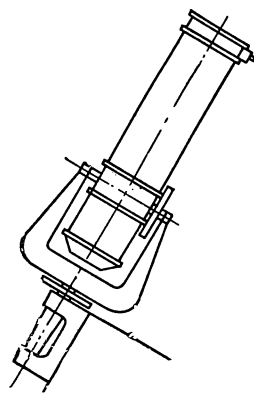


Рис. 98. Американская монтировка.

Часовой механизм не всегда действует вполне точно, и при получении фотографий с длительными экспозициями, достигающими иногда многих часов, приходится следить за правильностью наведения телескопа и время от времени его подправлять. Этот процесс называется *гидированием*. Гидирование осуществляется с помощью *гида* — небольшого вспомогатель-

ного телескопа, установленного на общей монтировке с главным телескопом.

Электронные вычислительные машины позволяют осуществлять точное слежение за небесным светилом и при вертикально-азимутальной установке путем плавного поворота вокруг обеих осей. Первым в мире крупным оптическим телескопом на вертикально-азимутальной установке является советский шестиметровый рефлектор (рис. 100).

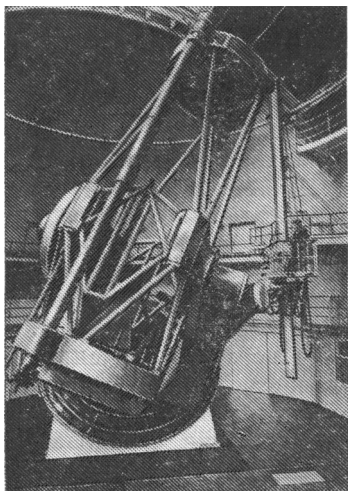


Рис. 99. 2,8-метровый рефлектор им. Г. А. Шайна (ЗТШ). Крымская астрофизическая обсерватория Академии наук СССР.

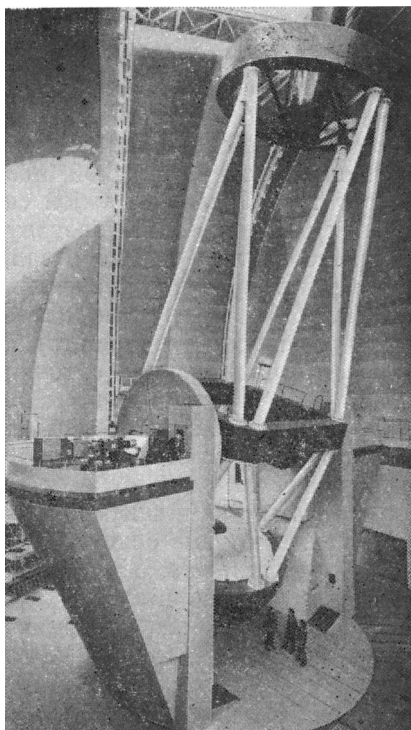


Рис. 100. Советский шестиметровый рефлектор — самый большой в мире телескоп.

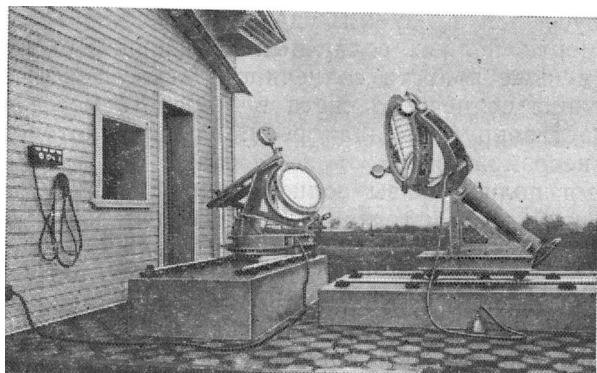


Рис. 101. Целостат.

Для многих задач, связанных с исследованием Солнца, необходимо иметь очень большой масштаб изображения, т. е. большое фокусное расстояние. Поэтому телескопы, предназначенные для исследования Солнца, часто делают неподвижными. В этом случае свет направляется в оптическую систему телескопа специальной установкой, называемой *целостатом* (рис. 101). Целостат представляет собой систему из плоских зеркал (обычно двух), которая отражает пучок световых лучей, идущих от небесного светила всегда в заданном неизменном направлении, несмотря на суточное вращение неба. Для этого одно из зеркал целостата медленно поворачивается вокруг полярной оси (лежащей в плоскости зеркала) со скоростью одного оборота за 48 часов в направлении суточного вращения неба. Луч света от неподвижного светила при этом поворачивался бы со скоростью, в два раза большей (поскольку угол отражения равен углу падения), т. е. одного оборота за 24 часа. Так как светило само движется с той же скоростью, то поворот компенсируется, и луч отражается в неизменном направлении.

Существуют два основных типа больших солнечных телескопов — *вертикальный*, или *башенный*, и *горизонтальный*. В башенном телескопе целостат посылает луч вертикально вниз, и оптическая система, строящая изображение Солнца, располагается по вертикали. Спектральная и другая анализирующая аппаратура находится в лабораторном помещении у основания башни. В горизонтальном телескопе целостат посылает луч в горизонтальном направлении, в котором располагаются все оптические элементы системы. В конструктивном отношении горизонтальный телескоп намного удобнее. Однако атмосферные возмущения в приземном слое сильнее влияют на качество изображения горизонтального телескопа, чем башенного.

Самую внешнюю и разреженную часть солнечной атмосферы — корону, — долгое время удавалось наблюдать только в редкие моменты полных солнечных затмений. Яркость короны в 10^6 раз меньше яркости солнечного диска. В обычных условиях рассеяние солнечного света в земной атмосфере и телескопе создает вокруг Солнца ореол, на фоне которого корону различить невозможно.

Во время полной фазы солнечного затмения Луна закрывает солнечный диск, и тогда на потемневшем небе вокруг темного диска Луны вспыхивает жемчужное сияние солнечной короны. Многие астрономы и оптики пытались построить специальные телескопы, в которые можно было бы увидеть корону вне затмения. Впервые это удалось известному французскому астрофизику Лио, который использовал рефрактор с однолинзовым объективом. Такая система обеспечивает минимум рассеянного света в телескопе. Чтобы уменьшить атмосферное рассея-

ние, Лио установил свой прибор (он назвал его *внезаптенным коронографом*) на горе. И, наконец, внутри телескопа он поместил «искусственную Луну», которая закрывала от наблюдателя изображение солнечного диска. С этими предосторожностями солнечную корону можно было наблюдать визуально и фотографировать в лучах ее наиболее ярких эмиссионных линий. В настоящее время построенные по той же идее внезаптенные коронографы имеются во многих странах, и наблюдения короны входят в регулярную программу Службы Солнца. В отличие от солнечных телескопов общего назначения, внезаптенный коронограф устанавливается на обычной экваториальной установке, так как целостатное зеркало давало бы слишком много рассеянного света.

Естественно поставить вопрос: чем ограничивается *качество изображения светил в телескопе*? С первого взгляда кажется, что чем больше увеличение (или, в фотографическом телескопе, масштаб), тем больше деталей можно различить на дисках планет, видеть более тесные пары двойных звезд и т. д. На самом деле это не так. Здесь имеется принципиальное ограничение, связанное с явлением *дифракции* — огибания световыми

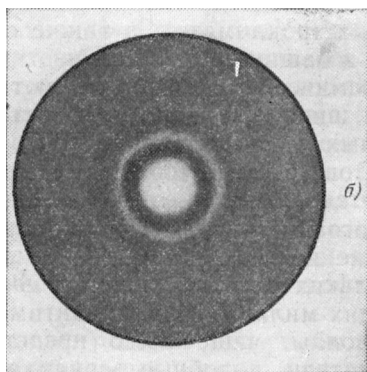
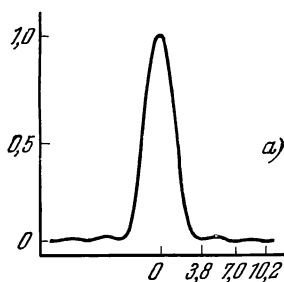


Рис. 102. а) Распределение яркости в дифракционном изображении точечного источника; б) сильно увеличенная фотография дифракционного изображения точечного источника.

волнами краев объектива. Даже идеальный объектив из-за дифракции не может построить изображение точечного объекта в виде точки. Вместо точки получается круглое пятнышко с системой дифракционных колец вокруг, интенсивность которых убывает с удалением от центра изображения (рис. 102). Угловой диаметр центрального пятна

$$\delta = \frac{\lambda}{D} \text{ радиан,} \quad (8.6)$$

где λ — длина волны и D — диаметр телескопа. Если $\lambda = 0,55 \text{ мк}$ (зеленый свет) и $D = 100 \text{ см}$, то $\delta = 0,55 \cdot 10^{-6}$ радиан $= 0'',1$. Очевидно, две точки (например, две находящиеся рядом звезды) можно различить только в том случае, если расстояние между ними больше δ . Этот минимальный угол δ называется *теоретическим угловым разрешением* телескопа. Практически угловое разрешение больших телескопов ограничивается другим фактором — *атмосферным дрожанием*.

Дрожание вызывается оптической неоднородностью и неспокойствием атмосферы. Отдельные небольшие массы воздуха движутся друг относительно друга, давление в них колеблется, в результате чего коэффициент преломления в разных точках атмосферы на пути луча неодинаков. Луч, проходя атмосферу, преломляется и отклоняется, причем величина и направление этого отклонения меняются со временем. Минимальный размер неоднородностей в атмосфере составляет около 10 см и поэтому изображение звезды размывается, если диаметр телескопа существенно больше 10 см . Если диаметр телескопа меньше, то изображение колеблется как целое. Изображение звезды, размытое атмосферным дрожанием, называется *дискот дрожания*. Диаметр диска дрожания зависит от местных природных условий («астроклимат»), а также от размера и конструкции телескопа и башни.

Космические тела излучают электромагнитную энергию в очень широком диапазоне частот — от гамма-лучей до самых длинных радиоволн (см. § 102). Радиоизлучение от космических объектов принимается специальными установками, называемыми *радиотелескопами*, которые состоят из антенны и очень чувствительного приемника. В настоящее время космическое радиоизлучение исследуется в длинах волн от одного миллиметра до нескольких десятков метров. *Антенны* радиотелескопов, принимающих миллиметровые, сантиметровые, дециметровые и метровые волны, чаще всего представляют собой параболические отражатели, подобные зеркалам обычных астрономических рефлекторов. В фокусе параболоида устанавливается облучатель — устройство, собирающее радиоизлучение, которое направляется на него зеркалом. Облучатель передает принятую энергию на вход приемника, и, после усиления и детектирования, сигнал регистрируется на ленте самопишущего электроизмерительного прибора.

Радиоастрономические зеркала не требуют такой точности изготовления, как оптические. Чтобы зеркало не давало искажений, его отклонение от заданной параболической формы не должно превышать, как уже упоминалось, $\lambda/8$, а длины волн λ в радиодиапазоне намного больше, чем в оптическом. Например, для волны $\lambda = 10 \text{ см}$ достаточно иметь точность зеркала около

1 см. Более того, зеркало радиотелескопа можно делать не сплошным, например, натянуть металлическую сетку на каркас, придающий ей приблизительно параболическую форму. Наконец радиотелескоп можно сделать неподвижным, если замкнуть поворот зеркала смещением облучателя (в пределах до $10\text{--}20^\circ$). Благодаря этим особенностям радиотелескопы могут намного превосходить по размерам оптические телескопы.

Самая большая в мире «полнопрофильная» (т. е. представляющая собой единое сплошное зеркало) радиоастрономическая антенна имеет диаметр 300 м. Она находится на обсерватории Аресибо в Пуэрто-Рико и установлена в естественном углублении (кратер потухшего вулкана), которому придали форму параболической, закрепили бетоном и на бетон нанесли металлическое покрытие (рис. 103). Конечно, неподвижная антенна, направленная в зенит, не позволяет принимать радиоизлучения из любой точки небесной сферы, но благодаря суточному вращению Земли и возможности смещать облучатель значительная часть неба оказывается доступной наблюдениям.

Радиоастрономические зеркала меньших размеров устанавливают на вертикально-азимутальной или экваториальной монтировке. Самая большая антенна такого типа (диаметр 100 м, рис. 104) находится в Федеративной Республике Германии (Бонн). Подобные гигантские антенны не могут, однако, работать на миллиметровых волнах, так как сделаны недостаточно точно (при диаметре в несколько десятков метров выдержать параболическую форму с точностью, например, до нескольких десятых долей миллиметра, — задача очень трудная). Среди высокоточных инструментов, пригодных для работы на самых коротких волнах, к числу наилучших принадлежат два советских 22-метровых радиотелескопа (один в Физическом институте им. П. Н. Лебедева, другой — в Крымской астрофизической обсерватории).

Радиотелескопы очень большого размера могут быть построены из большого количества отдельных зеркал, фокусирующих принимаемое излучение на один облучатель. Примером является радиотелескоп РАТАН-600 (расшифровывается как «радиотелескоп Академии наук, диаметр 600 м»), который установлен вблизи станции Зеленчукской (недалеко от 6-м рефлектора) и представляет собой замкнутое кольцо диаметром около 600 м, состоящее из 900 плоских зеркал размером $2 \times 7,4$ м, образующих сегмент параболической (рис. 105). При малых зенитных расстояниях может работать все кольцо, а при больших — некоторая его часть. Антенны такого типа называются антеннами с незаполненной апертурой.

На волнах длиной от нескольких метров и более параболические антенны не применяются. Здесь используются системы,

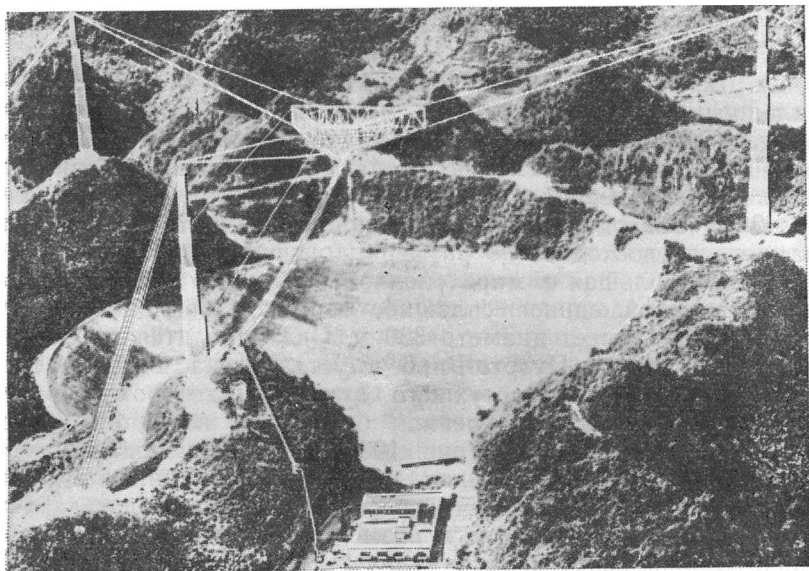


Рис. 103. 300-метровый радиотелескоп в Аресибо (Пуэрто-Рико).

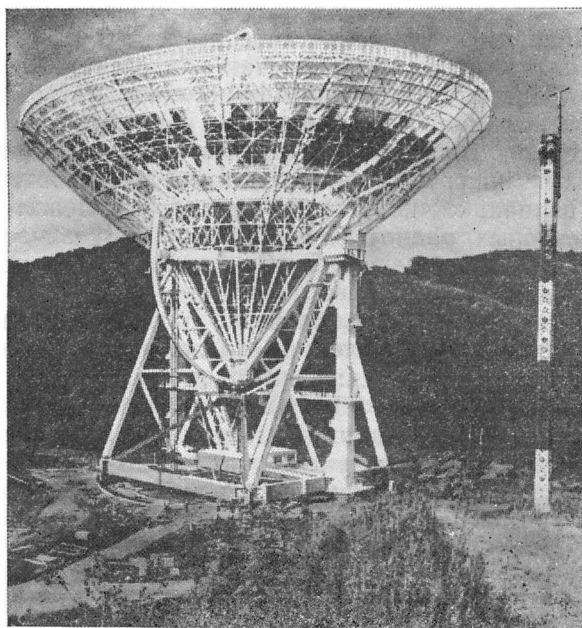


Рис. 104. 100-метровый радиотелескоп Радиоастрономического института им. Макса Планка (Бонн, ФРГ).

состоящие из большого количества дипольных антенн, электрическая связь между которыми обеспечивает необходимую для радиотелескопа направленность приема.

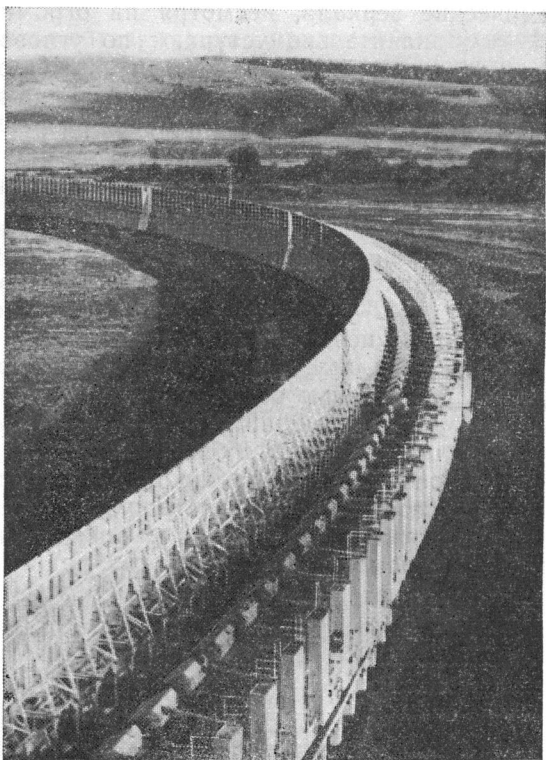


Рис. 105. РАТАН-600 — большой радиотелескоп, установленный в районе Зеленчукской (Северный Кавказ).

Для описания угловой разрешающей силы радиотелескопа применяется специальная характеристика — *диаграмма направленности*. Диаграммой направленности называется зависимость чувствительности радиотелескопа от положения точечного источника радиоизлучения по отношению к антенне. Радиотелескоп с симметричной параболической антенной имеет диаграмму направленности, симметричную относительно ее оси. Примерный вид такой диаграммы показан на рис. 106. Угловое разрешение радиотелескопа (т. е. минимальный угол между двумя источниками, которые регистрируются как отдельные) приблизительно равно ширине диаграммы направленности «по половине

мощности» (угол δ на рис. 106). Физическая причина, ограничивающая теоретическое угловое разрешение — это дифракция, так же как и в оптических телескопах.

Так как длины волн в радиодиапазоне очень велики, то радиоастрономические зеркала, несмотря на огромные размеры, значительно уступают по угловому разрешению оптическим. Так, 300-метровая антенна Аресибо на своей рабочей длине волн в 70 см может обеспечить угловое разрешение

$$\delta = \frac{0,7}{300} = 2,3 \cdot 10^{-3} \text{ радиан} \approx 8',$$

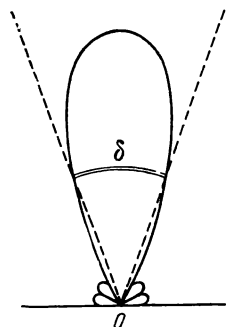


Рис. 106. Диаграмма направленности антенны.

т. е. в несколько сотен раз хуже среднего практического предела оптического телескопа ($1-2''$). Тем не менее имеется способ, который позволяет сравнить разрешающую силу тех и других телескопов. Это можно сделать с помощью радиоинтерферометра.

Простейший *радиоинтерферометр* (рис. 107) представляет собой систему из двух антенн, разнесенных на некоторое расстояние a , которое называется базой интерферометра. Облучатели обеих антенн передают сигналы по проводам («фидерам») на вход одного и того же приемника.

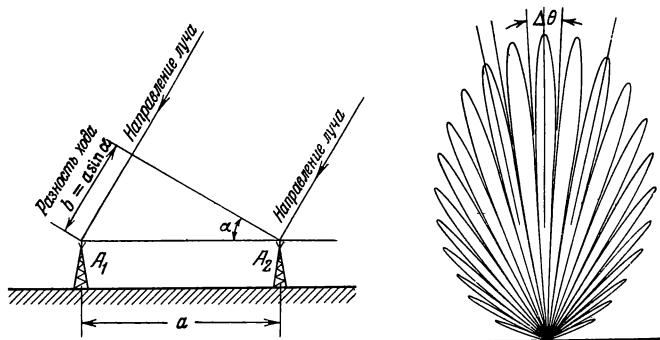


Рис. 107. Радиоинтерферометр; слева — схема двухантенного интерферометра; справа — его диаграмма направленности.

На антенну A_1 электромагнитная волна приходит с некоторым запаздыванием по отношению к A_2 . Если запаздывание («разность хода») равно целому числу длин волн,

$$b = a \sin \alpha = n\lambda,$$

то сигналы на входе приемника складываются, так как они приходят в одной фазе. Если же

$$b = \left(n + \frac{1}{2}\right) \lambda,$$

то сигналы вычитаются, так как приходят в противофазе. В результате диаграмма направленности интерферометра состоит из узких лепестков, угловое расстояние между максимумами (и минимумами) которых равно

$$\Delta\theta = \arcsin \frac{(n+1)\lambda}{a} - \arcsin \frac{n\lambda}{a} \approx \frac{\lambda}{a} \quad (8.7)$$

вдоль направления, параллельного базе. Эти лепестки налагаются на диаграмму направленности одиночной антенны, и полная диаграмма направленности (вернее, ее сечение плоскостью, проходящей через линию базы) имеет вид, показанный на рис. 107.

Расстояние a может быть сделано очень большим:

$$a \gg D;$$

поэтому интерферометрами можно разрешить очень близко расположенные точечные источники.

Радиоизлучение точечного источника при наблюдениях с одиночной антенной записывается так, как показано на рис. 108, *а*, а при наблюдениях интерферометром так, как на рис. 108, *б*.

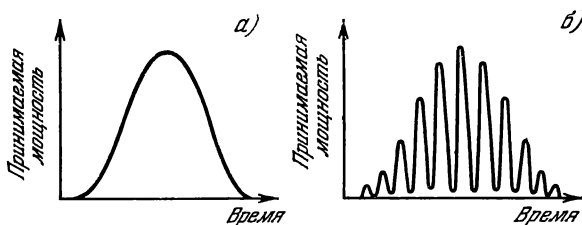


Рис. 108. Запись радиоизлучения точечного источника при прохождении его через диаграмму направленности:

а) одиночной антенны, *б*) двухантенного интерферометра

Если угловые размеры источника много больше, чем $\Delta\theta$, то источник не регистрируется интерферометром. Изменяя длину базы, можно определить размеры и распределение яркости источника вдоль одной координаты. Прodelав такой же ряд измерений при другой ориентации базы, можно узнать распределение яркости и по другой координате.

В последние годы разработана методика радиоинтерферометрических наблюдений с использованием двух отдельных приемников. В этом случае антенны интерферометра могут быть

разнесены на тысячи километров. С помощью таких систем в радиоастрономии удалось получить угловое разрешение порядка 10^{-4} секунды дуги — намного лучше, чем дают оптические телескопы.

Благодаря мощному развитию радиоастрономической техники к настоящему времени исследовано радиоизлучение Солнца и Луны, планет Солнечной системы от Меркурия до Урана включительно, многих объектов, принадлежащих нашей Галактике (остатков сверхновых звезд, пульсаров, диффузных и планетарных туманностей, облаков межзвездного газа), радиоизлучение внегалактических объектов. В результате радиоастрономических наблюдений были обнаружены внегалактические объекты нового типа — квазары (см. § 174). Радиоастрономические исследования позволили получить очень важные результаты во многих разделах астрофизики.

С точки зрения наблюдательной радиодиапазон имеет некоторые особые преимущества перед оптическим. Так как радиоволны облаками не задерживаются, наблюдения на радиотелескопах ведутся и в облачную погоду. Кроме того, даже самые слабые космические источники радиоизлучения могут наблюдаться днем так же хорошо, как и ночью, поскольку Солнце в радиодиапазоне «не подсвечивает» земную атмосферу.

В инфракрасном диапазоне (на волнах длиной от 1 микрона до 1 миллиметра) используются обычные оптические телескопы. Главная трудность в этом диапазоне — помехи со стороны теплового излучения телескопа и атмосферы. Кроме того, атмосфера сильно поглощает излучение в большей части инфракрасного диапазона. Однако имеется ряд участков спектра («окна прозрачности»), в которых пропускание достаточно велико.

Особые трудности возникают при наблюдениях рентгеновского излучения (длины волн от 0,1 до 10 ангстрем). Современные методы шлифовки и полировки материалов не позволяют изготовить зеркало с такой высокой точностью. Однако оказывается, что при падении и отражении луча под углом к нормали близким к 90° («косое падение»), требования к точности изготовления зеркальной поверхности значительно ослабляются. Телескопы, использующие этот принцип, называются телескопами косого падения, и, будучи установленными на искусственных спутниках, позволяют измерять рентгеновское излучение космических источников.

В рентгеновском и гамма-диапазоне для выделения более или менее узких углов используются также трубчатые коллиматоры — пакеты из параллельных трубок с достаточно толстыми стенками, установленные перед счетчиком энергичных фотонов. На длинах волн короче 10^{-4} Å (энергия кванта больше 100 Мэв) угловое разрешение получается благодаря самому методу ре-

гистрации (см. § 113): такие кванты при взаимодействии с веществом дают пары электронов и позитронов, направление движения которых почти такое же, как у самого кванта.

§ 111. Глаз как приемник излучения

В современной астрономии глаз наблюдателя используется в качестве приемника излучения не очень широко, главным образом при гидировании или в астрометрических наблюдениях. Почти все виды астрофизических исследований выполняются с помощью приемников других типов.

Чувствительность глаза зависит от длины волны. В среднем глаз наблюдателя наиболее чувствителен к излучению с длиной волны $\lambda_m = 5550 \text{ \AA}$ (зеленый цвет). По мере удаления

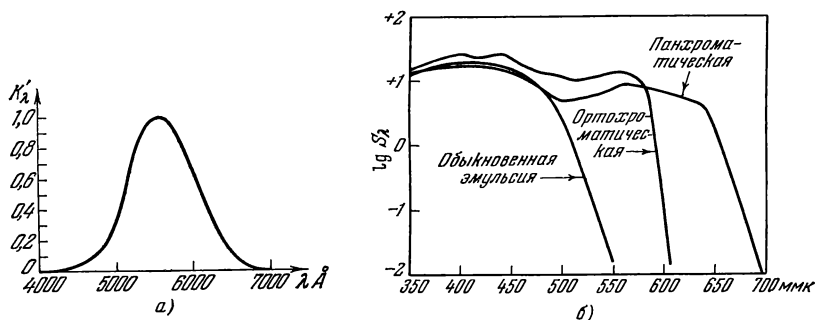


Рис. 109. а) Кривая видности дневного зрения; б) спектральные характеристики типичных фотографических эмульсий.

от λ_m в обе стороны чувствительность глаза уменьшается и падает до нуля около 3900 и 7600 \AA . Это — фиолетовая и красная границы видимой, или визуальной, области спектра. Зависимость чувствительности приемника излучения от длины волны называется *спектральной характеристикой*. Спектральную характеристику глаза часто называют *кривой видности*. У разных наблюдателей кривые видности несколько различаются. Средняя кривая видности дневного зрения, принятая международным соглашением, приведена на рис. 109, а. Максимум кривой видности ночного зрения сдвинут в сторону коротких волн примерно на 450 \AA .

Минимальный поток излучения, который может быть обнаружен приемником, называется его порогом чувствительности. Порог чувствительности глаза очень мал — около $10^{-9} \text{ эрг} \cdot \text{сек}^{-1}$. Это соответствует примерно 10^3 квант/сек . Для того чтобы глаз достиг такой чувствительности, наблюдатель должен некоторое время побыть в темноте, адаптироваться. Явление адаптации

к темноте состоит в том, что увеличивается диаметр зрачка, восстанавливается чувствительность ночного зрения и на сетчатой оболочке появляется особое светочувствительное вещество (зрительный пурпур). В результате глаз становится чувствительным к слабому освещению. Способность к адаптации позволяет глазу работать в очень широком диапазоне освещенностей (от дня к ночи освещенность изменяется, например, в 10^8 раз).

§ 112. Астрофотография

С середины прошлого века в астрономии стал применяться *фотографический* метод регистрации излучения. В настоящее время он занимает ведущее место в оптических методах астрономии. Длительные экспозиции на высокочувствительных пластинках позволяют получать фотографии очень слабых объектов, в том числе таких, которые практически недоступны для визуальных наблюдений. В отличие от глаза, фотографическая эмульсия способна к длительному накоплению светового эффекта. Очень важным свойством фотографии является панорамность: одновременно регистрируется сложное изображение, которое может состоять из очень большого числа элементов. Существенно, наконец, что информация, которая получается фотографическим методом, не зависит от свойств глаза наблюдателя, как это имеет место при визуальных наблюдениях. Фотографическое изображение, полученное однажды, сохраняется как угодно долго, и его можно изучать в лабораторных условиях.

Фотографическая эмульсия состоит из зерен галоидного серебра (AgBr , AgCl и др.; в различных сортах эмульсии применяются разные соли), взвешенных в желатине. Под действием света в зернах эмульсии протекают сложные фотохимические процессы, в результате которых выделяется металлическое серебро. Чем больше света поглотилось данным участком эмульсии, тем больше выделяется серебра.

Галоидное серебро поглощает свет в области $\lambda < 5000 \text{ \AA}$. Область спектра $3000\text{—}5000 \text{ \AA}$ называют иногда фотографической (аналогично визуальной, $3900\text{—}7600 \text{ \AA}$). Чтобы сделать эмульсию чувствительной к желтым и красным лучам, в нее вводят органические красители — сенсibilизаторы, расширяющие область спектральной чувствительности. Панхроматические эмульсии — это сенсibilизированные эмульсии, чувствительные до $6500\text{—}7000 \text{ \AA}$ (в зависимости от сорта). Кривые спектральной чувствительности различных эмульсий показаны на рис. 109, б. Они широко применяются в астрономической и обычной фотографии. Значительно реже встречаются инфрахроматические эмульсии, чувствительные к инфракрасным лучам до 9000 \AA , а иногда и до $13\,000 \text{ \AA}$.

Звезды на фотографиях выходят в виде кружков. Чем ярче звезда, тем большего диаметра получается кружок при данной экспозиции (рис. 110). Различие в диаметрах фотографических изображений звезд является чисто фотографическим эффектом и никак не связано с их истинными угловыми диаметрами. Научной обработке подвергаются, как правило, только сами негативы, так как при перепечатке искажается заключенная в них информация. В астрономии используются как стеклянные пластинки, так и пленки. Пластинки предпочтительны в тех случаях, когда по негативам изучается относительное положение объектов. Сравнивая между собой фотографии одной и той же части неба, полученные в разные дни, месяцы и годы, можно судить об изменениях, которые в этой области произошли. Так, смещение малых планет и комет (когда они находятся далеко от Солнца и хвост еще не заметен) среди звезд легко обнаруживается при сравнении негативов, полученных с интервалом в несколько суток. Собственные движения звезд, а также отдельных сгустков межзвездного вещества в газовых туманностях изучаются по фотографиям, полученным через большие интервалы времени, иногда достигающие многих десятилетий. Изменение блеска переменных звезд, вспышки новых и сверхновых звезд тоже легко обнаруживаются при сравнении негативов, полученных в разные моменты времени.

Для исследования подобных изменений используются специальные приборы — *стереокомпаратор* и *блинк-микроскоп*. Стереокомпаратор служит для обнаружения перемещений. Он представляет собой своего рода стереоскоп. Обе пластинки, снятые в разное время, располагаются так, что исследователь видит их изображения совмещенными. Если какая-либо звезда заметно сместилась, она «выскочит» из картинной плоскости. Блинк-микроскоп отличается от стереокомпаратора тем, что специальной заслонкой можно закрывать либо одно либо другое изображение,

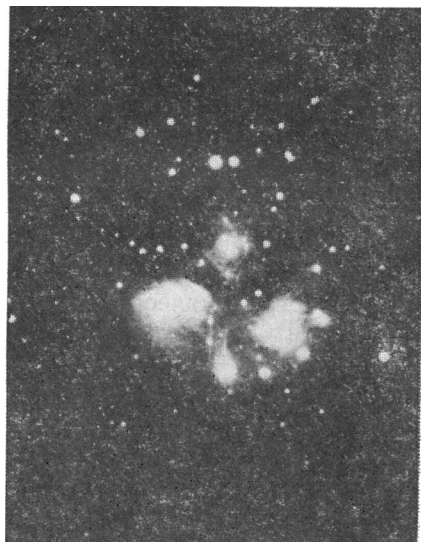


Рис. 110. Фотография звезд и пылевых туманностей в скоплении Плеяд. Получена на менискосом телескопе Алма-Атинской астрофизической обсерватории ($F = 50$ см, $F/D = 2,4$).

Если эту заслонку быстро колебать, то можно сравнивать не только положения, но и величины изображений звезд на обеих пластинках. Изменение положения или изменение звездной величины при этом легко обнаруживаются. Точные измерения положений звезд на пластинках производятся на координатных измерительных приборах.

Почернение негатива приблизительно определяется произведением *освещенности E* на продолжительность экспозиции *t*. Этот закон называется законом взаимозаместимости. Он выполняется более или менее хорошо лишь в ограниченном интервале освещенности. Для каждого сорта эмульсии можно указать освещенность или экспозиции, при которых он наиболее эффективен. В частности, очень чувствительные кино- и фотопленки, предназначенные для коротких экспозиций, не пригодны для длительных, применяемых в астрономии.

Фотография позволяет проводить фотометрические исследования астрономических объектов, т. е. определять количественно их яркость и звездную величину. Для этого необходимо знать зависимость почернения негатива от освещенности — провести

калибровку негатива. Чтобы измерить степень почернения, надо пропустить сквозь негатив световой пучок, интенсивность которого регистрируется. Тогда почернение *D* можно выразить через оптическую плотность негатива:

$$D = \lg \frac{I_0}{I}, \quad (8.8)$$

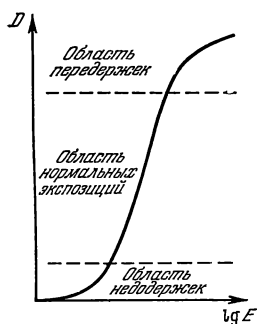
где I_0 — интенсивность падающего пучка, I — интенсивность пучка, прошедшего сквозь негатив. Зависимость

$$D = f(\lg Et) \quad (8.9)$$

называется *характеристической кривой* эмульсии (рис. 111). Можно выделить три участка или области характеристической

Рис. 111. Характеристическая кривая фотографической эмульсии.

кривой: область недодержек, где крутизна кривой уменьшается с уменьшением Et , область нормальных экспозиций, где крутизна максимальна и зависимость почти линейна, и область передержек, где крутизна уменьшается с увеличением Et . При правильно выбранной экспозиции почернение должно соответствовать линейному участку. Чтобы построить характеристическую кривую, на эмульсию впечатывается изображение нескольких (обычно порядка 10) площадок, освещенность которых находится в известном отношении. Эта операция называется калибровкой негатива.



Зная характеристическую кривую, можно сравнивать освещенности, соответствующие различным точкам негатива, и в случае протяженных объектов, таких, как туманности или планеты, построить их изофоты. Этого достаточно для относительной фотометрии (т. е. измерения отношения яркости или блеска). Для абсолютной фотометрии (т. е. измерения абсолютных значений яркости или блеска) необходимо провести, кроме калибровки, еще и *стандартизацию*. Для стандартизации надо впечатать на эмульсию изображение площадки с известной яркостью (для протяженных источников) или иметь на негативе звезды с известными звездными величинами. При относительной фотометрии точечных объектов калибровка делается обычно по звездам с известным блеском.

Для измерения почернения негатива применяются фотоэлектрические *микрофотометры*. В этих приборах интенсивность светового пучка, прошедшего сквозь негатив, измеряется фотоэлементом.

Главный недостаток фотографической пластинки как приемника излучения — это нелинейная зависимость почернения от освещенности. Кроме того, почернение зависит от условий обработки. В результате точность фотометрических измерений, производимых фотографическим методом, обычно не превышает 5—7%.

§ 113. Фотоэлектрические приемники излучения

Для увеличения точности фотометрии применяются фотоэлементы, устанавливаемые в фокусе телескопа. Кратко напомним физическую сущность фотоэлектрического эффекта. В металлах и полупроводниках, кроме электронов, связанных с отдельными атомами, имеются свободные электроны, которые могут перемещаться в пределах всей кристаллической решетки. Электрон может выйти из кристаллической решетки, если он приобретет энергию, превышающую определенную пороговую величину W_0 . Эта величина называется *работой выхода*. Электрон может получить энергию различными способами, например, поглотив световой квант. Кванты с энергией, большей W_0 , могут выбивать электроны из поверхности облучаемого материала. Это явление называется *внешним фотоэлектрическим эффектом* или *фотоэлектронной эмиссией*. Не каждый квант с энергией, большей W_0 , выбивает электрон. Процентная доля квантов, выбивающих электроны, называется *квантовым выходом*. Обычно квантовый выход меньше 50%. Явление внешней фотоэлектронной эмиссии используется в *фотоэлементах* с внешним фотоэффектом, которые представляют собой простые двухэлектродные вакуумные приборы (рис. 112). Один из электродов (отрицательный)

называется *фотокатодом*, другой (положительный) — *анодом*. При освещении фотокатода из него выбиваются электроны, которые притягиваются анодом, и в цепи фотоэлемента течет ток (фототок), измеряемый достаточно чувствительным прибором. Фототок прямо пропорционален световому потоку, падающему на катод, и эта пропорциональность соблюдается в очень широких пределах. Чувствительность и спектральная характеристика фотокатода практически не меняется со временем. Эти обстоятельства позволяют выполнять фотометрические измерения с помощью фотоэлементов с очень высокой точностью (иногда до

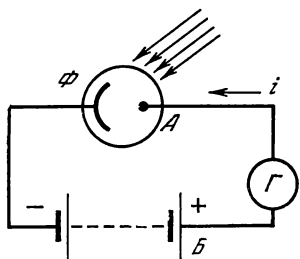


Рис. 112. Принципиальная схема включения фотоэлемента с внешним фотоэффектом: Φ — фотокатод, A — анод фотоэлемента, Γ — гальванометр, B — батарея питания i — фототок.

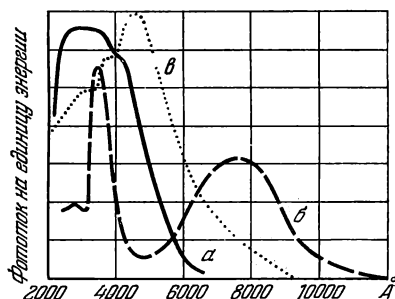


Рис. 113. Спектральные характеристики фотокатодов:

а) сурьмяно-цезиевого, б) кислородно-цезиевого, в) мультищелочного

0,1%), недоступной для фотографии. Благодаря высокой точности фотоэлектрическая техника прочно вошла в практику современной астрофизики.

Как известно, энергия кванта $\epsilon = h\nu$. Поэтому фотоэлектрический эффект может вызываться только излучением с частотой, превышающей

$$\nu_0 = \frac{W_0}{h} \quad (8.10)$$

(закон Эйнштейна). Предельная частота ν_0 называется *красной границей фотоэффекта*. Она зависит от материала фотокатода. Чистые металлы имеют большую работу выхода и не годятся для изготовления фотокатодов для длин волн $\lambda > 3000 \text{ Å}$, используемых в наземных астрономических наблюдениях и в технике. Поэтому разработаны специальные фотокатоды, имеющие сложную физико-химическую структуру, которая обеспечивает малую работу выхода. Наиболее распространенные типы современных фотокатодов — это сурьмяно-цезиевый, мультищелочной и кислородно-цезиевый. Их спектральные характеристики показаны на рис. 113. Фотокатоды для длин волн, превышающих

12 500 Å, отсутствуют. Из-за малой работы выхода фотокатод эмитирует не только фотоэлектроны, но и термоэлектроны, т. е. такие, которые из-за тепловых движений приобрели энергию, превышающую работу выхода, и смогли покинуть фотокатод. Они образуют термоэлектронный темновой ток, который мешает измерению слабых фототоков.

Простые фотоэлементы с внешним фотоэффектом применяются сейчас сравнительно редко. На смену им пришли более сложные фотоэлектрические приемники — *фотоумножители* (ФЭУ). В этих приборах используется явление *вторичной электронной эмиссии*: электрон, обладающий достаточной энергией и разогнанный электрическим полем, попав на поверхность с малой работой выхода, может выбить несколько электронов. Таким образом, с помощью вторичной электронной эмиссии можно получить усиление фототока. Между фотокатодом (Φ) и анодом (A) в ФЭУ (рис. 114) имеется некоторое количество вторичноэлектронных эмиттеров — динодов (D_1, D_2 и т. д.). Форма

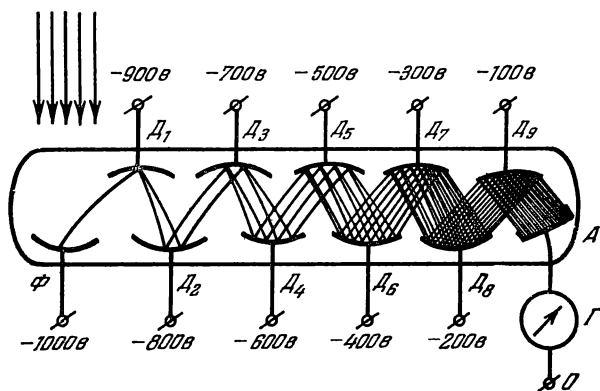


Рис. 114. Схема включения 9-каскадного фотоумножителя:

Φ — фотокатод, D_1 — D_9 — диноды, A — анод, Γ — гальванометр для измерения анодного тока. Показаны примерные траектории электронов в умножительной системе

и расположение всех электронов ФЭУ, а также приложенные к ним напряжения таковы, что фотоэлектрон, вырвавшийся из фотокатода, попадает на первый динод и выбивает из него несколько электронов, которые затем попадают на второй динод и выбивают соответственно еще большее количество электронов и т. д. В результате каждый фотоэлектрон приводит к образованию лавины вторичных электронов (до 10^8 — 10^9) на аноде. После фотоумножителя ставится либо прибор, измеряющий средний анодный ток, либо прибор, считающий отдельные импульсы, из которых состоит анодный ток. Поскольку каждый импульс

соответствует отдельному фотоэлектрону, последний способ называется методом счета электронов. Так же как и в фотоэлементах, в фотоумножителях имеется фон темнового тока, мешающий измерениям слабых световых потоков.

Фотометрические приборы, в которых в качестве приемника света используется фотоэлемент или фотоумножитель, называются *электрофотометрами*. На рис. 115 приведена упрощенная схема звездного электрофотометра — прибора для фотоэлектрического измерения звездных величин: *а* — диафрагма, которая

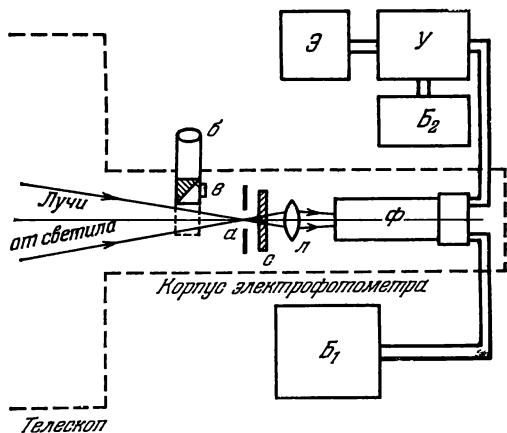


Рис. 115. Блок-схема и оптическая схема звездного электрофотометра.

находится в фокусе телескопа; *б* — выдвижной окуляр с призмой для наведения на звезду; *в* — радиоактивный люминофор, который служит для контроля постоянства чувствительности; *с* — светофильтр; *л* — линза поля, которая проектирует на фотокатод изображение объектива телескопа; *Ф* — фотоумножитель; *Б*₁ — блок питания фотоумножителя; *У* — усилитель; *Б*₂ — блок питания усилителя; *Э* — самопишущий электроизмерительный прибор, регистрирующий показания на движущейся бумажной ленте.

Наблюдатель в процессе измерений несколько раз вводит звезду в диафрагму и выводит ее. Когда звезды нет, прибор записывает отсчет от фона неба, обусловленного свечением верхней атмосферы. Этот отсчет пропорционален площади диафрагмы, поэтому диафрагму стараются брать поменьше. Когда звезда находится в диафрагме, прибор записывает суммарный отсчет от фона и звезды и при обработке наблюдатель берет разность обоих отсчетов. Сравнивая отсчеты n_1 и n_2 от разных звезд, можно определить разность звездных величин,

$$m_2 - m_1 = -2,5 \lg \frac{n_2}{n_1},$$

и по известной звездной величине m_1 одной звезды вычислить звездную величину m_2 другой звезды. Чтобы исключить влияющие атмосферы, надо либо сравнивать звезды, находящиеся на одном зенитном расстоянии, либо определить из специальных наблюдений коэффициент прозрачности атмосферы.

Если звезды не очень слабые, то с помощью звездного электрофотометра можно получить точность $0^m,005—0^m,01$. Пользуясь светофильтрами, можно электрофотометром определить цветовые характеристики звезд, а если ввести в оптический путь поляризационный анализатор, то можно измерять с высокой точностью степень поляризации света звезд.

В последнее время в астрономических наблюдениях все шире применяются преобразователи изображения — *электронно-оптические преобразователи* (ЭОП) и *телевизионные системы*. Электронно-оптический преобразователь (рис. 116) состоит из фотокатода Φ , электронной линзы L и экрана \mathcal{E} , люминесцирующего под действием электронов.

Электронная линза представляет собой положительно заряженный электрод, который разгоняет электроны до сравнительно большой энергии и заставляет их двигаться по строго определенным траекториям, так что фотоэлектрон, выбитый из какой-либо точки катода, попадает в только ей соответствующую точку экрана, и на экране образуется изображение такое же, как на фотокатод, только более яркое. Благодаря большому квантовому выходу фотокатодов, ЭОП позволяет в принципе регистрировать изображения с более короткими экспозициями, чем обычная фотография. Особенно большой выигрыш в экспозиции дают ЭОП с кислородно-цезиевыми катодами (из-за низкой чувствительности эмульсий в инфракрасной области спектра).

Телевизионные системы с чувствительными телевизионными трубками в принципе также позволяют регистрировать очень слабые изображения, причем может быть получено большое усиление контраста. Однако такие системы более сложны, и в астрономическую практику внедряются медленно.

В инфракрасной области спектра ($\lambda > 1 \text{ мк}$) для регистрации излучения используются главным образом *фотоспротивления* — пленочные слои или кристаллы определенных полупроводниковых веществ, концентрация или подвижность носителей заряда в которых возрастает при облучении. Это явление

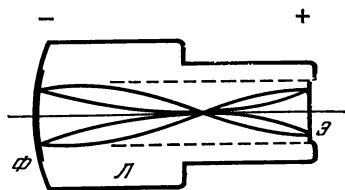


Рис. 116. Схема электронно-оптического преобразователя: Φ — фотокатод, L — электронная линза, \mathcal{E} — экран. Показаны примерные траектории фотоэлектронов.

называется фотопроводимостью и может быть использовано для регистрации излучения вплоть до миллиметрового диапазона.

Красная граница спектральной характеристики фотосоппротивления определяется конкретной природой материала. Фотосоппротивления, чувствительные в инфракрасной области спектра, как правило, требуют охлаждения до низкой температуры.

Высокая чувствительность в инфракрасной области может быть получена также с помощью некоторых типов *болометров*, охлаждаемых жидким гелием. Болометры принадлежат к классу *тепловых приемников*, действие которых основано на увеличении температуры при поглощении излучения. В болометрах используется зависимость электрического сопротивления от температуры. К классу тепловых приемников относятся также *термопары*, в которых используется термоэлектрический эффект, и *оптико-акустические преобразователи* (ОАП), в которых излучение поглощается в некотором газовом объеме, нагревает его и расширяет. Термопары и ОАП работают без охлаждения и годятся только для измерения сравнительно больших потоков излучения. Все тепловые приемники имеют перед фотоэлектрическими то преимущество, что их чувствительность в принципе не зависит от длины волны, т. е. они *не селективны*.

В приборах, установленных на искусственных спутниках, для регистрации рентгеновского излучения используются счетчики Гейгера, сцинтилляционные счетчики и фотоумножители с особыми фотокатодами. Счетчики Гейгера представляют собой колбу с двумя электродами, наполненную некоторым газом, ионизующимся под действием рентгеновского излучения, и имеющую прозрачное для него окно. Рентгеновский квант, пройдя через газ, образует пару ион — электрон, они ускоряются в электрическом поле между электродами, сталкиваются с нейтральными молекулами, ионизуют их, и в результате образуется лавина ионов и электронов, которая регистрируется в виде импульса тока. Каждый импульс соответствует одному кванту.

Сцинтилляционный счетчик состоит из сцинтиллятора — пластины вещества, которое дает световую вспышку при попадании рентгеновского кванта, — и фотоумножителя, который эту вспышку регистрирует. Разработаны фотоумножители, катоды которых непосредственно воспринимают рентгеновские кванты. В этом случае сцинтиллятор не нужен.

Сцинтилляционные счетчики специальных типов используются и для обнаружения гамма-квантов при энергиях меньше 30 Мэв. При энергиях более 30 Мэв гамма-кванты образуют при взаимодействии с веществом электронно-позитронные пары, которые могут регистрироваться ионизационными камерами и ядерными эмульсиями. Если энергия кванта больше 1000 Мэв, то образованная им электронно-позитронная пара вызывает до-

статочно яркую вспышку при движении в атмосфере, которая может быть обнаружена специально сконструированным наземным телескопом. Эта вспышка объясняется оптическим эффектом, открытым акад. П. А. Черенковым: электрон или позитрон, имеющий скорость большую, чем скорость распространения света в некоторой среде (она всегда меньше, чем скорость света в пустоте), излучает световую энергию. Это излучение сконцентрировано в довольно узком угле, и, наблюдая его, можно определить направление прихода пары и породившего ее кванта.

§ 114. Спектральные приборы

В главе VII было показано, как, изучая спектры небесных светил, можно получить сведения об их химическом составе, температуре, давлении, вращении и т. д. Ниже мы рассмотрим

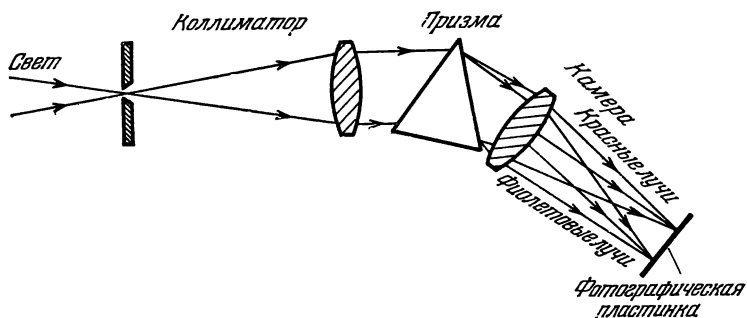


Рис. 117. Оптическая схема призмного спектрографа.

основные типы спектральных приборов, применяемых в астрономии. Впервые спектры звезд и планет начал наблюдать в прошлом веке итальянский астроном Секки. После его работ спектральным анализом занялись многие другие астрономы. Вначале использовался визуальный спектроскоп, потом спектры стали фотографировать, а сейчас применяется также и фотоэлектрическая запись спектра. Спектральные приборы с фотографической регистрацией спектра обычно называют *спектрографами*, а с фотоэлектрической — *спектрометрами*.

На рисунке 117 дана оптическая схема призмного спектрографа. Перед призмой находятся щель и объектив, которые образуют коллиматор. Коллиматор посылает на призму параллельный пучок лучей. Коэффициент преломления материала призмы зависит от длины волны. Поэтому после призмы параллельные пучки, соответствующие различным длинам волн, расходятся под разными углами, и второй объектив (камера) дает в фокальной плоскости спектр, который фотографируется. Если

в фокальной плоскости камеры поставить вторую щель, то спектрограф превратится в *монокроматор*. Перемещая вторую щель по спектру или поворачивая призму, можно выделять отдельные более или менее узкие участки спектра. Если теперь за выходной щелью монокроматора поместить фотоэлектрический приемник, то получится спектрометр.

В настоящее время наряду с *призменными* спектрографами и спектрометрами широко применяются *дифракционные*. В этих приборах вместо призмы диспергирующим (т. е. разлагающим на спектр) элементом является дифракционная решетка. Наиболее часто используются отражательные дифракционные решетки.

Отражательная решетка представляет собой алюминированное зеркало, на котором нанесены параллельные штрихи. Расстояние между штрихами и их глубина сравнимы с длиной волны. Например, дифракционные решетки, работающие в видимой области спектра, часто делаются с расстоянием между штрихами $1,66 \text{ мк}$ (600 штрихов на 1 мм). Штрихи должны быть прямыми и параллельными друг другу по всей поверхности решетки, и расстояние между ними должно сохраняться постоянным с очень высокой точностью. Изготовление дифракционных решеток поэтому является наиболее трудным из оптических производств.

Получая спектр с помощью призмы, мы пользуемся явлением преломления света на границе двух сред. Действие дифракционной решетки основано на явлениях другого типа — дифракции и интерференции света. Не объясняя в деталях принцип работы дифракционной решетки (он изучается в курсе физики), мы заметим лишь, что она дает, в отличие от призмы, не один, а несколько спектров. Это приводит к определенным потерям света по сравнению с призмой. В результате применение дифракционных решеток в астрономии долгое время ограничивалось исследованиями Солнца. Указанный недостаток был устранен американским оптиком Вудом. Он предложил придавать штрихам решетки определенный профиль, такой, что большая часть энергии концентрируется в одном спектре, в то время как остальные оказываются сильно ослабленными. Такие решетки называются *направленными* или *эшелеттами*.

Основной характеристикой спектрального прибора является *спектральная разрешающая сила*

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda},$$

где $\Delta\lambda$ — минимальный промежуток между двумя близкими линиями, при котором они регистрируются как отдельные. Чем больше разрешающая сила, тем более детально может быть исследован спектр и тем больше информации о свойствах излу-

чающего объекта может быть в результате получено. Спектральные аппараты с направленными дифракционными решетками, при прочих равных условиях, могут обеспечить более высокую разрешающую силу, чем призмленные.

Другой важной характеристикой спектральных аппаратов является *угловая дисперсия*

$$C = \frac{\Delta\alpha}{\Delta\lambda}, \quad (8.11)$$

где $\Delta\alpha$ — угол между параллельными пучками, прошедшими диспергирующий элемент и различающимися по длине волны на $\Delta\lambda$. Величина

$$C' = f \frac{\Delta\alpha}{\Delta\lambda}, \quad (8.12)$$

где f — фокусное расстояние камеры, называется *линейной дисперсией*, которая выражает масштаб спектра в фокальной плоскости камеры и обозначается либо в миллиметрах на ангстрем, либо (для малых дисперсий) в ангстремах на миллиметр. Так, дисперсия спектрографа 250 Å/мм, означает, что один миллиметр на спектрограмме соответствует интервалу длин волн $\Delta\lambda = 250$ Å.

Особенности оптической схемы и конструкции астрономических спектральных приборов сильно зависят от конкретного характера задач, для которых они предназначены. Спектрографы, построенные для получения звездных спектров (*звездные спектрографы*), заметно отличаются от *небулярных*, с которыми исследуются спектры туманностей. *Солнечные спектрографы* тоже имеют свои особенности. Мы не будем обсуждать здесь этих различий подробно, отметим лишь, что реальная разрешающая сила астрономических приборов зависит от свойств объекта. Если объект слабый, т. е. от него приходит слишком мало света, то его спектр нельзя исследовать очень детально, так как с увеличением разрешающей силы количество энергии, приходящейся на каждый разрешаемый элемент спектра, уменьшается. Поэтому самую высокую разрешающую силу имеют, естественно, солнечные спектральные приборы. У больших солнечных спектрографов она достигает 10^6 . Линейная дисперсия этих приборов достигает 10 мм/Å (0,1 Å/мм).

При исследовании наиболее слабых объектов приходится ограничиваться разрешающей силой порядка 100 или даже 10 и дисперсиями ~ 1000 Å/мм. Например, спектры слабых звезд получающимся с помощью объективной призмы, которая является простейшим астрономическим спектральным прибором. Объективная призма ставится прямо перед объективом телескопа, и в результате изображения звезд растягиваются в спектр. Камерой служит сам телескоп, а коллиматор не нужен, поскольку

свет от звезды приходит в виде параллельного пучка. Такая конструкция делает минимальными потери света из-за поглощения в приборе. На рис. 118 приведена фотография звездного поля, полученная с объективной призмой.

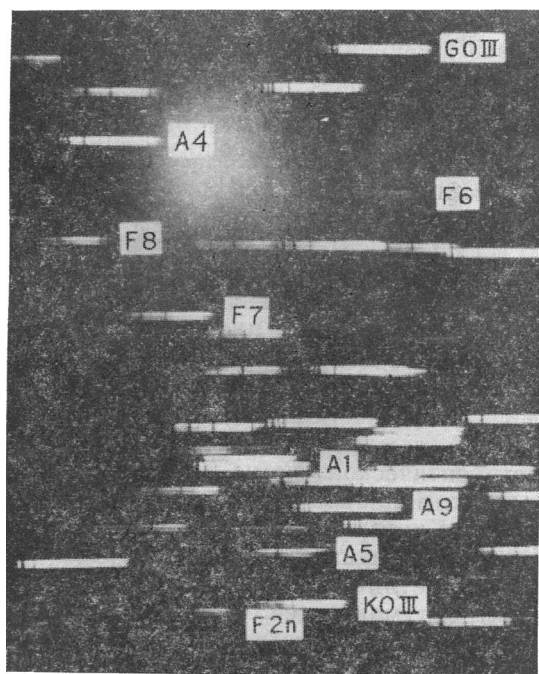


Рис. 118. Фотография звездных спектров, полученная с объективной призмой
Для некоторых звезд указан спектральный класс.

Грубое представление о спектральном составе излучения можно получить с помощью *светофильтров*. В фотографической и визуальной областях спектра часто применяют светофильтры из окрашенного стекла. На рис. 119 приведены кривые, показывающие зависимость пропускания от длины волны для некоторых светофильтров, комбинируя которые с тем или иным приемником, можно выделить участки не уже нескольких сотен ангстрем. В светофильтрах из окрашенного стекла используется зависимость поглощения (абсорбции) света от длины волны. Светофильтры этого типа называются *абсорбционными*. Известны светофильтры, в которых выделение узкого участка спектра основано на интерференции света. Они называются *интерференционными* и могут быть сделаны довольно узкополос-

ными, позволяющими выделить участки спектра шириной в несколько десятков ангстрем. Еще более узкие участки спектра (шириной около 1 Å) позволяют выделять *интерференционно-поляризационные* светофильтры.

С помощью узкополосных светофильтров можно получить изображение объекта в каком-либо интересном участке спектра, например, сфотографировать солнечную хромосферу в лучах H_{α} (красная линия в бальмеровской серии спектра водорода), солнечную корону в зеленой и красной линиях, газовые туманности в эмиссионных линиях.

Для солнечных исследований разработаны приборы, которые позволяют получить монохроматическое изображение в любой

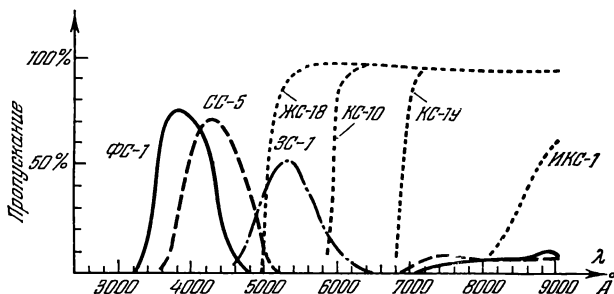


Рис. 119. Кривые пропускания некоторых светофильтров из окрашенного стекла.

длине волны. Это — *спектрогелиограф* и *спектрогелиоскоп*. Спектрогелиограф представляет собой монохроматор, за выходной щелью которого находится фотографическая кассета. Кассета движется с постоянной скоростью в направлении, перпендикулярном к выходной щели, и с такой же скоростью в плоскости выходной щели перемещается изображение Солнца. Легко понять, что в этом случае на фотографической пластинке получится изображение Солнца в заданной длине волны, называемое *спектрогелиограммой*. В спектрогелиоскопе, перед выходной щелью и после выходной щели устанавливаются вращающиеся призмы с квадратным сечением. В результате вращения первой призмы некоторый участок солнечного изображения периодически перемещается в плоскости входной щели. Вращение обеих призм согласовано, и если оно происходит достаточно быстро, то, наблюдая в зрительную трубу вторую щель, мы увидим монохроматическое изображение Солнца.

Радиоастрономические приемники, как правило, не могут быстро перестраиваться с одной длины волны на другую без существенной потери чувствительности. Поэтому спектр космических источников радиоизлучения приходится воспроизводить

по отдельным измерениям на различных частотах. В случае непрерывного спектра это может быть удовлетворительным, если он достаточно плавный, однако линии излучения и поглощения таким способом найти трудно. Поэтому монохроматические радиолнии (линии излучения нейтрального водорода $\lambda = 21$ см, линии поглощения межзвездных молекул) были открыты только после того как теоретически было предсказано их существование и были вычислены ожидаемые длины волн.

§ 115. Астрофизические исследования с воздушных шаров, самолетов и космических аппаратов. Понятие о радиолокационных методах

До начала сороковых годов XX в. астрономы использовали для своих наблюдений почти исключительно визуальную область спектра и прилегающие к ней участки приблизительно от 3000 до 7000 Å. После окончания второй мировой войны стали быстро развиваться радиоастрономические методы исследования (*радиоастрономия*). Успехи радиоастрономии показали, как важно вести исследования в новых областях спектра, распространить наблюдения на возможно более широкий диапазон длин волн. Однако земная атмосфера непрозрачна в области $\lambda < 3000$ Å и 15 мк $< \lambda < 1$ мм. Следовательно, возникла задача проведения астрономических исследований вне земной атмосферы.

В принципе сравнительно просто эта проблема решается для инфракрасного и субмиллиметрового излучения (15 мк $< \lambda < 1$ мм). Основным веществом, поглощающим инфракрасную радиацию, является водяной пар, концентрация которого быстро уменьшается с высотой. На высотах около 25—30 км земная атмосфера становится прозрачной для инфракрасного излучения. Эти высоты вполне доступны современным воздушным шарам («баллонам»), грузоподъемность которых достаточна, чтобы нести довольно большой телескоп диаметром до 1 м. Наблюдения с такой высоты имеет смысл проводить и в видимой области спектра, так как атмосферное дрожание здесь уже не будет ограничивать разрешающей силы телескопа. Первый «баллонный» телескоп «Стратоскоп-1» (диаметром в 50 см) был построен в США для фотографирования солнечной грануляции. Другой американский баллонный телескоп «Стратоскоп-2» (диаметром 90 см) запускался с целью исследования инфракрасных спектров планет и звезд. Подобные телескопы управляют в полете с Земли по радио. Телевизионные камеры, установленные на искателе, гиде и в фокусе Кассегрена, позволяют наводить телескоп на объект почти так же уверенно, как и при обычных наземных наблюдениях. В СССР успешно про-

водились полеты стратосферного солнечного телескопа с целью фотографирования солнечной грануляции.

Для инфракрасной астрономии большие перспективы связаны с возможностью установки телескопов на самолетах. Самолетные летающие обсерватории не могут подниматься на такую большую высоту, как баллонные телескопы, однако они имеют ряд преимуществ (управляемый полет, присутствие наблюдателя на борту и т. п.).

В ультрафиолетовой и рентгеновской областях спектра земная атмосфера поглощает так сильно, что для их изучения надо поднимать аппаратуру на высоту не менее 100 км над земной поверхностью, а это можно сделать только с помощью *ракет* и *искусственных спутников* Земли. Ракеты можно запускать чаще, но зато время их полета ограничено: всего несколько минут. На борту ракет и спутников устанавливаются небольшие телескопы с фотоэлектрическими фотометрами, спектральными аппаратами, приборы для приема рентгеновского излучения. Приборы действуют автоматически по заданной программе, а наблюдательный материал передается по радио, либо, в случае ракет и приземляющихся спутников, может быть получен исследователем по окончании полета. Обычно головка ракеты с научным оборудованием (приборный отсек) отделяется от ракеты (до того, как она входит в плотные слои атмосферы) и опускается на парашюте.

Американский искусственный спутник «Ухуру» («Свобода» на языке суахили; запуск производился в Африке в 1970 г.) был специально сконструирован для получения карты всего неба в рентгеновских лучах (энергии квантов от 2 до 10 кэв). С его помощью было обнаружено 125 рентгеновских источников, из которых более половины ранее не были известны. Другой астрономический спутник «ОАО-3», или «Коперник» (названный в честь великого польского астронома и запущенный в 1973 г., когда праздновался юбилей Коперника — 500 лет со дня рождения), представляет собой телескоп-рефлектор диаметром 80 см, снабженный ультрафиолетовым спектрометром. С его помощью были получены спектры большого количества звезд в области от 700 до 3000 Å, недоступной наблюдениям с Земли. Автоматическая система фотоэлектрического гидирования при помощи небольших реактивных двигателей ориентации поддерживала при регистрации спектра точность наведения до 0",1.

В настоящее время астрономия и космическая техника подошли вплотную к созданию длительно действующих крупных телескопов, специально сконструированных для работы на орбитах искусственных спутников Земли. Такой телескоп должен иметь систему автоматического наведения и высокоточной ориентации. Для технического обслуживания его будут периодически

посещать космонавты. Большое значение для создания подобных космических обсерваторий имеет опыт работы, полученный советскими космонавтами на орбитальных станциях типа «Салют».

Другое важное направление, связанное с прогрессом ракетной техники, — это исследование Солнечной системы автоматическими межпланетными станциями. Советские автоматические станции трижды фотографировали обратную сторону Луны (в 1959, 1965 и 1969 гг.). 3 февраля 1966 г. Советский Союз впервые осуществил мягкую посадку автоматической станции на Луну и передачу изображения непосредственно с ее поверхности («Луна-9»). 3 апреля 1966 г. впервые был успешно выведен на орбиту искусственный спутник Луны (советская станция «Луна-10»). Широкая программа исследования Луны осуществлялась также американскими учеными с помощью аппаратов типа «Рейнджер» (лунные станции с жесткой посадкой), «Орбитаер» (искусственные спутники Луны), «Сервейор» (станции с мягкой посадкой) и «Аполлон» (станции, обеспечивающие высадку астронавтов на Луну). Американская программа ставила целью доставить на Луну человека. Советская программа была нацелена по-иному: исследовать Луну с помощью автоматических станций. Эти станции были двух типов: подвижные «луноходы» («Луноход-1 и 2») и станций, обеспечивающие доставку грунта с Луны на Землю («Луна-16, 20 и 24»). Космические аппараты СССР и США совершили успешные полеты к Венере, Марсу, Меркурию и Юпитеру. Для исследования планет используются *автоматические межпланетные станции* (АМС) трех различных модификаций: а) пролетные, которые совершают однократное (в некоторых случаях двух- или трехкратное) прохождение вблизи исследуемой планеты, б) орбитальные, т. е. выводимые на орбиту искусственных спутников, и в) спускаемые, т. е. опускающиеся прямо на поверхность планеты и обеспечивающие прямые измерения физико-химических характеристик атмосферы, а иногда и поверхности. Пролетные аппараты — это своего рода разведчики: они получают сравнительно небольшой объем данных. Орбитальные аппараты позволяют обследовать значительную часть планеты, но только дистанционными (оптическими и радиофизическими) методами. Спускаемые аппараты получают весьма детальные данные об атмосфере и поверхности (недоступные пролетным и орбитальным аппаратам), но только в месте посадки. Наиболее оптимальным является сочетание орбитального и спускаемого аппарата, когда их данные взаимно дополняются. Такие сочетания были осуществлены в советских исследованиях Марса и Венеры. В 1974 г. были совершены вывод на орбиту искусственного спутника Марса «Марс-5» и посадка спускаемого аппарата «Марс-6». В 1975 г. на орбиту ис-

кусственных спутников Венеры были выведены два искусственных спутника и совершили посадку два спускаемых аппарата (АМС «Венера-9» и «Венера-10»). Это были первые в мире искусственные спутники Венеры, а спускаемые аппараты впервые в мире передали на Землю изображение поверхности другой планеты. Советские спускаемые аппараты типа «Венера» исследуют атмосферу Венеры начиная с 1967 г.

Ввиду исключительной важности этих экспериментов мы опишем их более детально. Главной научной задачей АМС являлось определение основных физических параметров атмосферы планеты (температуры и давления) и ее химического состава. Станции состояли из орбитального отсека и спускаемого аппарата. Общий вид станции «Венера-4» дан на рис. 120. Орбитальный отсек нес спускаемый аппарат, научные приборы для исследований на трассе полета, солнечные батареи, радиокомплекс и устройства, необходимые для коррекции полета, в том числе жидкостный реактивный двигатель. Операция коррекции представляет собой исправление орбиты, которое вводится в определенный момент полета, когда АМС отошла от Земли достаточно далеко и определено, насколько реальная орбита отклонилась от заданной.

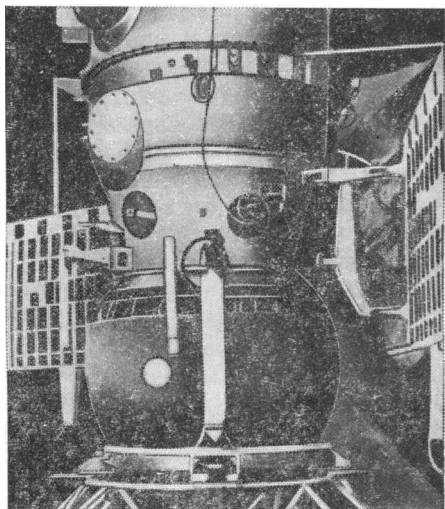


Рис. 120. Общий вид станции «Венера-4».

Советские автоматические станции входили в атмосферу Венеры, в соответствии с программой, на второй космической скорости и по мере снижения тормозились. Когда перегрузки достигали определенной достаточно большой величины, происходило разделение спускаемого аппарата и орбитального отсека. Спускаемый аппарат представлял собой сферу диаметром около 1 м с теплоизоляцией, способной предохранить аппарат от сгорания при торможении. Когда он тормозился до скорости около 300 м/сек, по команде датчика внешнего давления вводились в действие тормозной и основной парашюты, которые уменьшали скорость снижения до нескольких метров в секунду. Одновременно с этим раскрывались антенные системы и включались

радиовысотомер и радиопередатчик. Затем шла передача результатов измерений давления, плотности, температуры, химического состава и других данных по мере снижения спускаемого аппарата. Начиная с «Венеры-7» (1970 г.) измерения проводились не только при спуске, но и в течение некоторого времени после посадки на поверхность планеты (рис. 121).

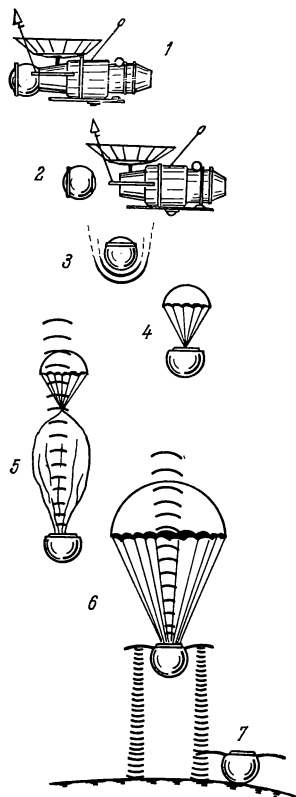


Рис. 121 Схема полета в атмосфере Венеры и посадки советских спускаемых аппаратов.

1 — начало припланетного сеанса (АМС ориентируется определенным образом); 2 — отделение спускаемого аппарата (СА) от орбитального отсека; 3 — торможение СА в атмосфере; 4 — раскрытие тормозного парашюта; 5 — раскрытие основного парашюта, начало передачи радионформации с борта СА, 6 — начало работы высотомера и научных измерений, 7 — посадка.

Помимо измерений на спускаемых аппаратах, проводившихся в нижних слоях атмосферы Венеры, важные результаты были получены с помощью научной аппаратуры, установленной на орбитальных отсеках. Эта аппаратура позволила получить данные о строении облачного слоя, надоблачной атмосферы, о полях и частицах в окрестностях планеты.

На Марс посадить космический аппарат еще труднее, чем на Венеру, из-за малой плотности его атмосферы. Мягкая посадка на Марс была впервые осуществлена советским спускаемым аппаратом «Марс-3» (2 декабря 1971 г.), который отделился от автоматической станции, ставшей искусственным спутником планеты.

До недавнего времени общим свойством всех астрономических методов был их пассивный характер: мы только наблюдали явления, регистрировали то, что природа сама нам показывала. Этим астрономия принципиально отличалась от физики, в основе которой лежит эксперимент — активный метод исследования. Экспериментатор не просто наблюдает явления природы, а вторгается в них, меняет условия опыта и, конечно, имеет больше шансов понять сущность явлений, чем если бы он ограничился пассивным наблюдением.

Полеты космических кораблей постепенно превращают астрономию в экспериментальную науку. Со временем в исследова-

нии планет и межпланетного пространства роль эксперимента в астрономии будет, по-видимому, быстро возрастать.

Заметим, что полеты АМС являются не единственным средством экспериментального исследования Солнечной системы. Чисто экспериментальным методом является и *радиолокация* небесных тел. В направлении космического тела посылается мощный импульс радиоволн и принимается отраженный импульс. По запаздыванию отраженного импульса можно определить расстояние, по величине — коэффициент отражения. Форма импульса позволяет судить о размерах тела и степени гладкости его поверхности. Вращение исследуемого тела вызывает расширение импульса по частоте вследствие эффекта Доплера, и скорость вращения может быть определена по величине размытия. Могут исследоваться отражения от отдельных деталей на поверхности планет, облачного слоя, ионосферы и т. д. Конечно, такой способ годится только для объектов не очень удаленных; по-видимому, радиолокации никогда не удастся выйти за пределы Солнечной системы. Что же касается изучения самой Солнечной системы, то в этом радиолокация добилась уже больших успехов, а возможности ее использованы далеко не полностью. В качестве важнейших достижений радиолокационного метода укажем на измерение расстояния до Венеры, которое привело к значительному уточнению астрономической единицы, а также на определение периода вращения и радиуса этой планеты (см. § 135).

Солнце — типичная звезда, свойства которой изучены подробнее и лучше, чем других звезд, благодаря ее исключительной близости к Земле. В этой главе мы не только кратко рассмотрим имеющуюся информацию о Солнце, но и несколько подробнее те его свойства, которые характерны для всех звезд, что окажется весьма полезным при изучении их физической природы.

§ 116. Общие сведения о Солнце

Солнце представляется кругом с резко очерченным краем (лимбом). Видимый радиус Солнца несколько меняется в течение года вследствие изменения расстояния Земли от Солнца, вызванного эллиптичностью земной орбиты.

Когда Земля в перигелии (начало января) видимый диаметр Солнца составляет $32'35''$, а в афелии (начало июля) — $31'31''$. На среднем расстоянии от Земли (1 а. е.) видимый радиус Солнца составляет $960''$, что соответствует линейному радиусу

$$R_{\odot} = \frac{149,6 \cdot 10^6 \text{ км}}{206 \text{ 265}''} \cdot 960'' = 696 \text{ 000 км.}$$

Объем Солнца

$$V_{\odot} = \frac{4}{3} \pi R_{\odot}^3 = 1,41 \cdot 10^{18} \cdot \text{км}^3 = 1,41 \cdot 10^{33} \text{ см}^3,$$

а его масса

$$\mathcal{M}_{\odot} = 1,99 \cdot 10^{33} \text{ г} \approx 2 \cdot 10^{33} \text{ г},$$

что дает среднюю плотность его вещества

$$\bar{\rho}_{\odot} = \frac{\mathcal{M}_{\odot}}{\frac{4}{3} \pi R_{\odot}^3} = 1,41 \text{ г/см}^3.$$

Ускорение силы тяжести на поверхности Солнца

$$g_{\odot} = f \frac{\mathcal{M}_{\odot}}{R_{\odot}^2} = 2,74 \cdot 10^4 \text{ см/сек}^2 = 274 \text{ м/сек}^2.$$

Наблюдения отдельных деталей на солнечном диске, а также измерения смещений спектральных линий в различных его точ-

ках говорят о движении солнечного вещества вокруг одного из солнечных диаметров, называемого *осью вращения* Солнца. Плоскость, проходящая через центр Солнца и перпендикулярная к оси вращения, называется плоскостью *солнечного экватора*. Она образует с плоскостью эклиптики угол в $7^{\circ}15'$ и пересекает поверхность Солнца по *экватору*. Угол между плоскостью экватора и радиусом, проведенным из центра Солнца в данную точку на его поверхности называется *гелиографической широтой*.

Вращение Солнца обладает важной особенностью: его угловая скорость ω убывает по мере удаления от экватора и приближения к полюсам (рис. 122), так что в среднем $\omega = 14^{\circ},4 - 2^{\circ},7 \sin^2 B$, где B — гелиографическая широта. В этой формуле угловая скорость ω измеряется углом поворота за сутки.

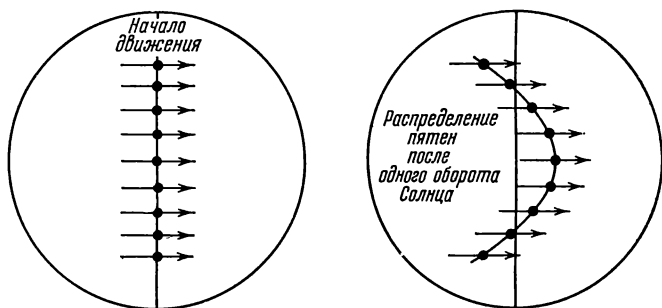


Рис. 122. Схема вращения Солнца.

Слева — детали, расположенные вдоль центрального меридиана; справа — их положение после одного оборота Солнца вокруг своей оси.

Таким образом, различные зоны Солнца вращаются вокруг оси с различными периодами. Для точек экватора сидерический период составляет 25 суток, а вблизи полюсов он достигает 30 суток. Вследствие движения Земли вокруг Солнца его вращение представляется земному наблюдателю несколько замедленным: период вращения на экваторе составляет 27 суток, а у полюсов — 32 суток (синодический период вращения).

Поскольку Солнце вращается не как твердое тело, систему гелиографических координат нельзя жестко связать со всеми точками его поверхности. Условно гелиографические меридианы жестко связываются с точками, имеющими гелиографические широты $B = \pm 16^{\circ}$. Для них сидерический период обращения составляет 25,38 суток, а синодический равен 27,28 суток. За начальный гелиографический меридиан принят тот, который 1 января 1854 г. в 0^h по всемирному времени проходил через точку пересечения солнечного экватора с эклиптикой.

Инфракрасная область солнечного спектра до 15 мк частично поглощается при прохождении сквозь земную атмосферу

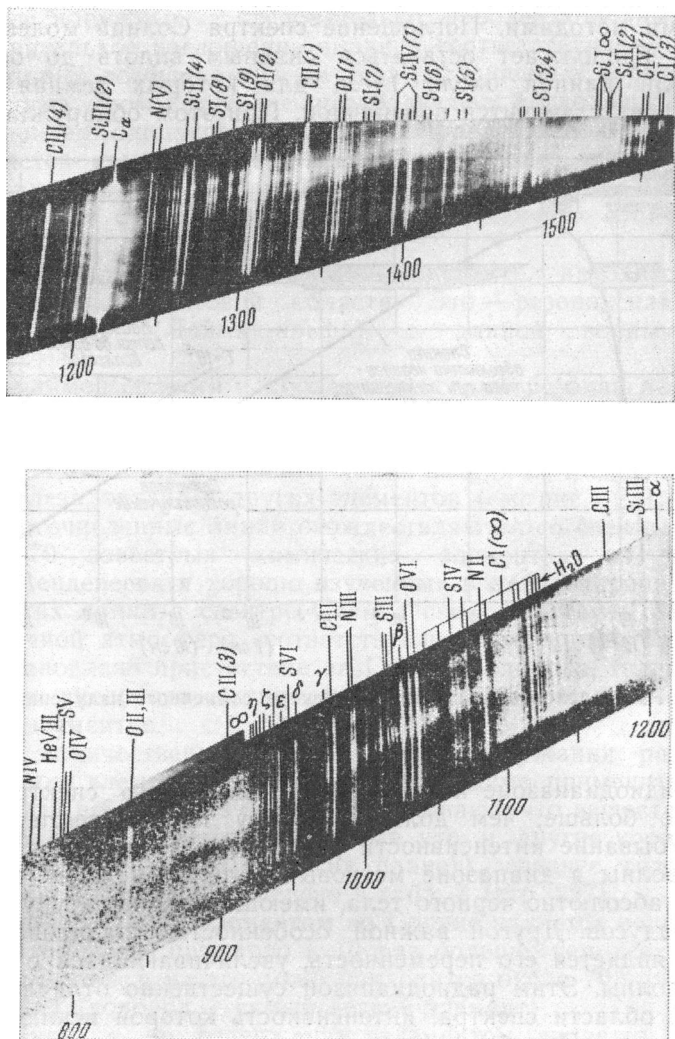


Рис. 124. Далекая ультрафиолетовая область солнечного спектра.

(рис. 125). Здесь расположены полосы молекулярного поглощения, принадлежащие в основном водяным парам, кислороду и углекислому газу. С Земли видны лишь некоторые участки

солнечного спектра между этими полосами. Для длин волн, больших 15 мк, поглощение становится полным, и спектр Солнца доступен наблюдениям только с больших высот или внеатмосферными методами. Поглощение спектра Солнца молекулами воздуха продолжает оставаться сильным вплоть до области радиоволн длиной около 1 см, для которых земная атмосфера снова становится прозрачной. При этом обнаруживается,

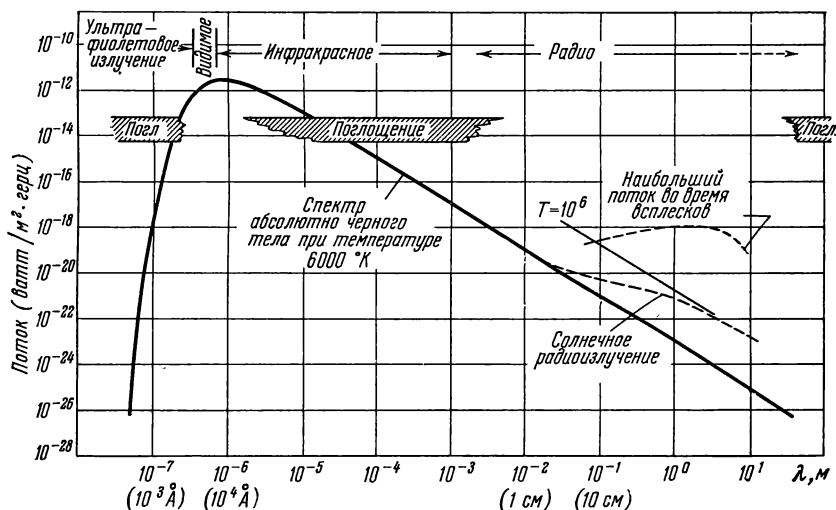


Рис. 125. Распределение мощности в спектре солнечного излучения на расстоянии 1 а. е.

что в радиодиапазоне интенсивность солнечного спектра значительно больше, чем должна быть у тела с температурой 6000°. Убывание интенсивности радиоспектра Солнца с ростом длины волн в диапазоне метровых волн происходит так же, как и у абсолютно черного тела, имеющего температуру в миллион градусов. Другой важной особенностью радиоизлучения Солнца является его переменность, увеличивающаяся с ростом длины волн. Этим радиодиапазон существенно отличается от видимой области спектра, интенсивность которой исключительно постоянна. Подобной же переменностью обладает и рентгеновское излучение Солнца.

Важнейшей особенностью солнечного спектра от длины волны около 1600 Å до инфракрасного диапазона является наличие темных фраунгоферовых линий поглощения. По длинам волн они в точности соответствуют линиям испускания разреженного светящегося газа. Появление их в поглощении в спектре солнеч-

ной атмосферы обусловлено значительно большей ее непрозрачностью к излучению в этих линиях, чем в соседнем непрерывном спектре. Тем самым в них мы наблюдаем излучение, исходящее от более наружных, а следовательно, и более холодных слоев. Дополнительное поглощение вызвано соответствующими атомами, которые возбуждаются за счет поглощенных квантов. Возбужденные атомы тут же переизлучают поглощенную энергию, причем одинаково по всем направлениям. Этот процесс называется атомным рассеянием. Он наиболее важен при образовании фраунгоферовых линий. Поэтому по их интенсивности можно судить о количестве рассеивающих атомов в атмосфере.

Самая сильная линия солнечного спектра находится в далекой ультрафиолетовой области. Это — резонансная линия водорода L_{α} (Лайман-альфа) с длиной волны 1216 Å (рис. 124).

В видимой области наиболее интенсивны резонансные линии H и K ионизованного кальция (см. рис. 123). После них по интенсивности идут первые линии балмеровской серии водорода H_{α} , H_{β} , H_{γ} , затем резонансные линии натрия D_1 и D_2 , линии магния, железа, титана и других элементов (см. рис. 123). Остальные многочисленные линии отождествляются со спектрами примерно 70 известных химических элементов из таблицы Д. И. Менделеева и хорошо изученных в лаборатории. Присутствие этих линий в спектре Солнца свидетельствует о наличии в солнечной атмосфере соответствующих элементов. Таким путем установлено присутствие на Солнце водорода, гелия, азота, углерода, кислорода, магния, натрия, кальция, железа и многих других элементов.

Для количественного определения содержания различных химических элементов на Солнце необходимо применить метод, описанный в § 109. Результаты показывают, что вещество Солнца имеет тот же химический состав, что и другие космические объекты (кроме Земли и других планет), среднее содержание элементов в которых приведено в табл. 3 (стр. 227).

Преобладающим элементом на Солнце является водород. По числу атомов его примерно в 10 раз больше, чем всех остальных элементов, и на его долю приходится около 70% всей массы Солнца (водород — самый легкий элемент).

Следующим по содержанию элементом является гелий — около 29% массы Солнца. На остальные элементы, вместе взятые, приходится чуть больше 1%. В некоторых случаях важно знать содержание элементов, обладающих определенными свойствами. Так, например, общее количество атомов металлов в атмосфере Солнца почти в 10 000 раз меньше, чем атомов водорода.

§ 118. Солнечная постоянная и ее измерение

Для многих задач астрофизики и геофизики важно знать точную величину мощности солнечного излучения. Поток излучения от Солнца принято характеризовать так называемой *солнечной постоянной*, под которой понимают *полное количество солнечной энергии, проходящей за 1 минуту через перпендикулярную к лучам площадку в 1 см^2 , расположенную на среднем расстоянии Земли от Солнца*. Согласно большому количеству измерений, значение солнечной постоянной Q в настоящее время известно с точностью до 1%:

$$Q = 1,95 \text{ кал/см}^2 \cdot \text{мин} = 1,36 \cdot 10^6 \text{ эрг/см}^2 \cdot \text{сек} = 1360 \text{ вт/м}^2.$$

Умножая эту величину на площадь сферы с радиусом в 1 а. е., получим полное количество энергии, излучаемой Солнцем по всем направлениям в единицу времени, т. е. его интегральную светимость, равную $3,8 \cdot 10^{33} \text{ эрг/сек}$. Единица поверхности Солнца (1 см^2) излучает $6,28 \cdot 10^{10} \text{ эрг/см}^2 \cdot \text{сек}$.

На основании большого числа тщательных измерений можно сказать, что интегральная светимость Солнца отличается исключительным постоянством. Если и существуют слабые колебания солнечной постоянной, то они должны быть заведомо меньше 1%.

У поверхности Земли поток солнечного излучения уменьшается из-за поглощения и рассеяния в земной атмосфере и в среднем составляет $800\text{—}900 \text{ вт/м}^2$.

Измерение солнечной постоянной — очень сложная задача, требующая проведения целой серии тщательных наблюдений с приборами двух различных типов. Приборы первого типа называются *пиргелиометрами*. Их задача — измерить в абсолютных энергетических единицах полное количество солнечной энергии, падающей за определенное время на площадку известной величины. Однако показание пиргелиометра не дает еще непосредственного значения солнечной постоянной из-за того, что часть излучения Солнца поглощается при прохождении сквозь земную атмосферу. Чтобы учесть это поглощение, одновременно с измерениями на пиргелиометре проводят серию измерений распределения энергии в спектре Солнца на другом приборе — *спектроболометре*, обладающем одинаковой чувствительностью к лучам различных длин волн. Эти измерения проводятся для нескольких значений зенитных расстояний Солнца, когда его лучи проходят сквозь различную толщину слоя воздуха. Для каждой длины волны можно построить в виде графика зависимость интенсивности I солнечного излучения от воздушной массы (рис. 126). Воздушной массой называется отношение оптической толщины слоя воздуха в данном направлении и в направ-

лении на зенит. Из геометрических соображений (рис. 127) видно, что для плоскопараллельных слоев атмосферы воздушная масса пропорциональна секансу зенитного расстояния ($\sec z$).

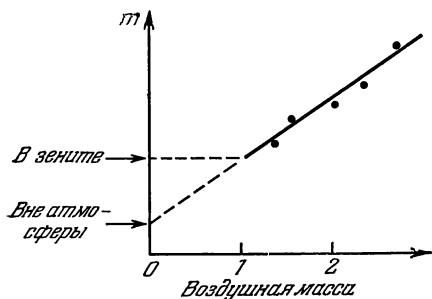


Рис. 126. Определение интенсивности солнечного излучения за границей земной атмосферы (по оси ординат отложено $m = -\lg I$ где I — интенсивность)

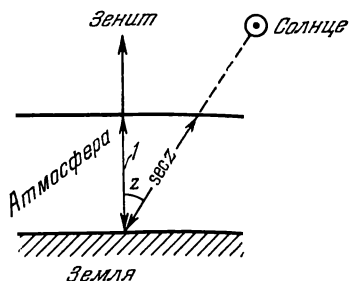


Рис. 127. Пропорциональность воздушной массы секансу зенитного расстояния.

Продолжая (экстраполируя) график, изображенный на рис. 126, до оси ординат (пунктирная линия), получаем интенсивность, какую имело бы излучение, если бы воздушная масса равнялась

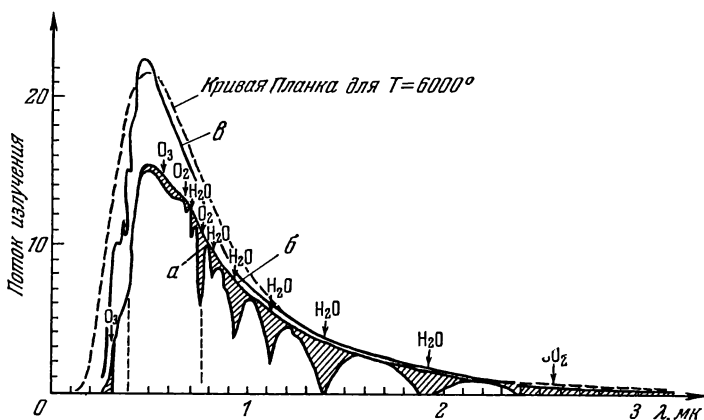


Рис. 128. Запись солнечного спектра, полученная спектроболометром (а), сглаженная кривая (б) и внеатмосферное распределение энергии (в)

нулю. Это и есть искомое значение интенсивности, не искаженное поглощением в земной атмосфере. Выполняя эту операцию для всех участков спектра, можно записанное спектроболометром распределение энергии в спектре Солнца (рис. 128) исправить и учесть поглощение, вызванное прохождением сквозь земную атмосферу.

В отличие от пиргелиометра, спектроболометр дает значения интенсивности только в относительных единицах. Поэтому описанным способом можно найти лишь отношение наблюдаемого и внеатмосферного значений интенсивности. Площадь, ограничиваемая кривой распределения энергии и осью абсцисс (см. рис. 128), пропорциональна полной энергии, излучаемой во всем спектре. Поэтому отношение площадей, ограниченных внеатмосферным и наблюдаемым распределением энергии, равно тому поправочному множителю, на который необходимо умножить показание пиргелиометра, чтобы получить истинное значение солнечной постоянной. К полученному результату следует прибавить небольшую поправку, учитывающую излучение в областях спектра, полностью поглощаемых земной атмосферой и, следовательно, не регистрируемых болометром. Это излучение расположено в ультрафиолетовой и инфракрасной областях спектра и может быть измерено по наблюдениям с ракет, искусственных спутников или баллонов. Заатмосферные наблюдения позволяют сразу получить истинное значение солнечной постоянной, так что необходимость применения описанной методики в последние годы постепенно отпадает.

§ 119. Температура внешних слоев Солнца

В § 108 было показано, что по интенсивности излучения тела можно судить о температуре внешних его слоев. Рассмотренные методы определения температуры были проиллюстрированы на примере Солнца (см. рис. 91).

Проанализируем результаты применения этих методов. Определяемая полным потоком излучения эффективная температура Солнца оказалась равной 5760° , в то время как положение максимума излучения в спектре Солнца соответствует температуре, определенной по закону Вина, около 6750° . Относительное распределение энергии в различных участках спектра позволяет найти цветовые температуры, значение которых весьма сильно меняется даже в пределах одной только видимой области. Так, например, в интервале длин волн $4700\text{—}5400\text{ \AA}$ цветовая температура составляет 6500° , а рядом в области длин волн $4300\text{—}4700\text{ \AA}$ — около 8000° . В еще более широких пределах меняется по спектру яркостная температура, которая на участке спектра $1000\text{—}2500\text{ \AA}$ возрастает от 4500° до 5000° , в зеленых лучах (5500 \AA) близка к 6400° , а в радиодиапазоне метровых волн достигает миллиона градусов! Для наглядности все перечисленные результаты сведены в табл. 4.

Различие между данными, приведенными в табл. 4, имеет принципиальное значение и приводит к следующим важным выводам:

ТАБЛИЦА 4

**Результаты определения различными методами температуры
внешних слоев Солнца**

Метод	Результат	Название параметра, характеризующего температуру
По максимуму излучения (закон Вина)	6 750°	—
По общему потоку излучения (закон Стефана — Больцмана)	5 770	Эффективная температура
По интенсивности монохроматического излучения (формула Планка)		
$\lambda = 1000\text{Å}$	4 500	Яркостная температура
$\lambda = 2500\text{Å}$	5 000	
$\lambda = 5500\text{Å}$	6 400	
$\lambda = 1\text{ м}$	1 000 000	
По относительному распределению энергии в интервале:		
$\lambda\lambda\text{ 4700—5400Å}$	6 500	Цветовая температура
$\lambda\lambda\text{ 4300—4700Å}$	8 000	

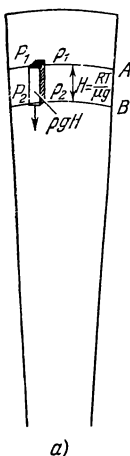
1. Излучение Солнца отличается от излучения абсолютно черного тела. В противном случае все значения температур, приведенные в табл. 4, были бы одинаковыми.

2. Температура солнечного вещества меняется с глубиной. Действительно, непрозрачность сильно нагретых газов неодинакова для различных длин волн. В ультрафиолетовых лучах поглощение больше, чем в видимых. Вместе с тем сильнее всего такие газы поглощают радиоволны. Поэтому радио-, ультрафиолетовое и видимое излучения соответственно относятся ко все более и более глубоким слоям Солнца. Учитывая наблюдаемую зависимость яркостной температуры от длины волны, получаем, что где-то вблизи видимой поверхности Солнца расположен слой, обладающий минимальной температурой (около 4500°), который можно наблюдать в далеких ультрафиолетовых лучах. Выше и ниже этого слоя температура быстро растет.

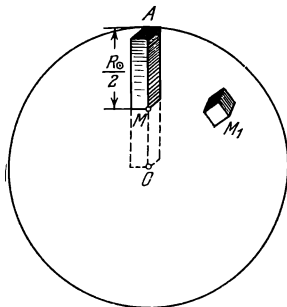
3. Из предыдущего следует, что большая часть солнечного вещества должна быть весьма сильно ионизована. Уже при температуре 5—6 тысяч градусов ионизируются атомы многих металлов, а при температуре выше 10—15 тысяч градусов ионизируется наиболее обильный на Солнце элемент — водород. Следовательно, солнечное вещество представляет собой плазму, т. е. газ, большинство атомов которого ионизовано. Лишь в тонком слое вблизи видимого края ионизация слабая и преобладает нейтральный водород.

§ 120. Внутреннее строение Солнца

Одновременно с ростом температуры в более глубоких слоях Солнца должно возрастать давление, определяемое весом всех вышележащих слоев. Следовательно, плотность также будет увеличиваться. В каждой внутренней точке Солнца должно выполняться так называемое условие гидростатического равнове-



а)



б)

Рис. 129. К определению давления в центре Солнца.

метическому от значений плотности ρ_1 и ρ_2 на верхней и нижней границах слоя AB :

$$\rho = \frac{\rho_1 + \rho_2}{2}. \quad (9.2)$$

Используя уравнение газового состояния (7.9), получим

$$\rho = \frac{1}{2} (\rho_1 + \rho_2) = \frac{\mu}{2RT} (P_1 + P_2) \quad (9.3)$$

Подставляя это значение в формулу (9.1), имеем

$$P_2 - P_1 = \frac{P_2 + P_1}{2} \frac{\mu g}{RT} H. \quad (9.4)$$

Выражение $RT/\mu g$ имеет размерность длины и обладает важным физическим смыслом: если температура слоя постоянна, а толщина его составляет

$$H = \frac{RT}{\mu g}, \quad (9.5)$$

означающее, что разность давлений, испытываемых каким-либо элементарным слоем (например, AB на рис. 129, а), должна уравниваться гравитационным притяжением всех более глубоких слоев. Если давление на верхней границе слоя (A) обозначить через P_1 , а на нижней — через P_2 , то равновесие будет иметь место при условии, что

$$P_2 - P_1 = \rho g H, \quad (9.1)$$

где ρ — средняя плотность слоя AB , H — его толщина, а g — соответствующее значение ускорения силы тяжести. Среднюю плотность ρ можно положить равной среднему ариф-

то давление и плотность в пределах этого слоя меняется приблизительно в три раза. Действительно, подставляя (9.5) в (9.4), получаем

$$P_2 = 3P_1. \quad (9.6)$$

Величина H называется *шкалой высоты*, так как она показывает, на каком расстоянии происходит заметное изменение плотности. При $T = 10\,000^\circ$ $\mu = 1/2$ (ионизованный водород) и $g = 2,7 \cdot 10^4$ см/сек², что примерно соответствует условиям в наружных слоях Солнца, $H = 6 \cdot 10^7$ см, т. е. рост плотности в три раза происходит при продвижении вглубь на расстояние 600 км. Глубже температура растет, и возрастание плотности замедляется.

Некоторое представление об условиях в недрах Солнца можно получить, если предположить что вещество в нем распределено равномерно. Очевидно, что свойства такого «однородного» Солнца должны быть близки к реальному случаю в средней точке, на глубине половины радиуса. При равномерном распределении масс плотность всюду равна уже известному нам среднему значению $\bar{\rho}_\odot = 1,4$ г/см³. Давление в средней точке равно весу радиального столбика вещества сечением 1 см² и высотой $R_\odot/2$ (см. рис. 129, б), т. е.

$$P = \bar{\rho}_\odot \frac{R_\odot}{2} g. \quad (9.7)$$

В средней точке ускорение силы тяжести g , очевидно, равно

$$g = f \frac{\frac{1}{8} \mathfrak{M}_\odot}{\left(\frac{R_\odot}{2}\right)^2} = \frac{1}{2} \frac{f \mathfrak{M}_\odot}{R_\odot^2} = \frac{1}{2} g_\odot = 1,37 \cdot 10^4 \text{ см/сек}^2, \quad (9.8)$$

так как в сфере радиусом $R_\odot/2$ при однородном распределении масс заключена $1/8$ часть массы всего Солнца. Следовательно, давление в средней точке Солнца равно

$$P = \frac{1}{4} \bar{\rho}_\odot \frac{\mathfrak{M}_\odot}{R_\odot} = 6,6 \cdot 10^{14} \text{ дин/см}^2. \quad (9.9)$$

Зная давление и плотность, легко найти температуру T из уравнения газового состояния:

$$T = \frac{\mu P}{R \bar{\rho}_\odot} = \frac{\mu}{4} \frac{f \mathfrak{M}_\odot}{R R_\odot} = 2,8 \cdot 10^6 \text{ }^\circ\text{K}. \quad (9.10)$$

Таким образом, мы получили следующие значения характеристик физических свойств «однородного Солнца» на глубине,

равной половине радиуса $R_{\odot}/2$:

$$\rho = 1,4 \text{ г/см}^3 \text{ (} 1,3 \text{ г/см}^3 \text{),}$$

$$P = 6,6 \cdot 10^{14} \text{ дин/см}^2 \text{ (} 6,1 \cdot 10^{14} \text{ дин/см}^2 \text{),}$$

$$T = 2\,800\,000^{\circ} \text{ (} 3\,400\,000^{\circ} \text{).}$$

В скобках приведены те же величины, рассчитанные точными методами, учитывающими неоднородное распределение масс в Солнце. Таким образом, для средней точки предположение о равномерном распределении масс приводит к правдоподобным результатам.

В центре Солнца давление, плотность и температура должны быть еще больше. В табл. 5 приведена так называемая модель внутреннего строения Солнца, т. е. зависимость его физических свойств от глубины.

Из табл. 5 видно, что в недрах Солнца температура превышает 10 миллионов градусов, а давление — сотни миллиардов атмосфер ($1 \text{ атм} = 10^5 \text{ дин/см}^2$). В этих условиях отдельные атомы движутся с огромными скоростями, достигающими, например, для водорода, сотен километров в секунду. Поскольку при этом плотность вещества очень велика, весьма часто

Рис. 130. Схема одного из вариантов протон-протонной реакции $6\text{H}^1 \rightarrow 2\text{D}^2 + 2\text{H}^1 \rightarrow 2\text{He}^3 \rightarrow \text{He}^4 + 2\text{H}^1$:

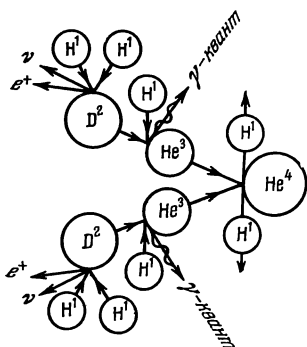
H^1 — протон, D^2 — ядро дейтерия, He^3 и He^4 — изотопы гелия, e^+ — позитрон.

происходят атомные столкновения. Некоторые из таких столкновений приводят к тесным сближениям атомных ядер, необходимым для возникновения ядерных реакций.

ТАБЛИЦА 5
Модель внутреннего строения Солнца

Расстояние от центра	Температура	Давление	Плотность
R/R_{\odot}	$T (^{\circ}\text{K})$	$P (\text{дин/см}^2)$	$\rho (\text{г/см}^3)$
0	$1,5 \cdot 10^7$	$2,2 \cdot 10^{17}$	150
0,2	10^7	$4,6 \cdot 10^{16}$	36
0,5	$3,4 \cdot 10^6$	$6,1 \cdot 10^{14}$	1,3
0,8	$1,3 \cdot 10^6$	$6,2 \cdot 10^{12}$	0,035
0,98	10^5	10^{10}	0,001

В недрах Солнца существенную роль играют две ядерные реакции. В результате одной из них, схематически изображенной на рис. 130, из четырех атомов водорода образуется один



атом гелия. На промежуточных стадиях реакции образуются ядра тяжелого водорода (дейтерия) и ядра изотопа He^3 . Эта реакция называется *протон-протонной*.

Другая реакция в условиях Солнца играет значительно меньшую роль. В конечном счете она также приводит к образованию ядра гелия из четырех протонов. Процесс сложнее и может протекать только при наличии углерода, ядра которого вступают в реакцию на первых ее этапах и выделяются на последних. Таким образом, углерод является катализатором, почему и вся реакция носит названия *углеродного цикла*.

Исключительно важным является то обстоятельство, что масса ядра гелия почти на 1% меньше массы четырех протонов. Эта кажущаяся потеря массы называется *дефектом массы* и является причиной выделения в результате ядерных реакций большого количества энергии, так как согласно формуле Эйнштейна энергия, которая связана с массой m , равна

$$E = m \cdot c^2.$$

Описанные ядерные реакции являются источником энергии, излучаемой Солнцем в мировое пространство.

Так как наибольшие температуры и давление создаются в самых глубоких слоях Солнца, ядерные реакции и сопровождающее их энерговыделение наиболее интенсивно происходит в самом центре Солнца. Только здесь наряду с протон-протонной реакцией большую роль играет углеродный цикл. По мере удаления от центра Солнца температура и давление становятся меньше, выделение энергии за счет углеродного цикла быстро прекращается и вплоть до расстояния около 0,2—0,3 радиуса от центра существенной остается только протон-протонная реакция. На расстоянии от центра больше 0,3 радиуса температура становится меньше 5 миллионов градусов, а давление ниже 10 миллиардов атмосфер. В этих условиях ядерные реакции происходить совсем не могут. Эти слои только передают наружу излучение, выделившееся на большей глубине в виде гамма-квантов, которые поглощаются и переизлучаются отдельными атомами. Существенно, что вместо каждого поглощенного кванта большой энергии атомы, как правило, излучают несколько квантов меньших энергий. Происходит это по следующей причине. Поглощая, атом ионизируется или сильно возбуждается и приобретает способность излучать. Однако возвращение электрона на исходный энергетический уровень происходит не сразу, а через промежуточные состояния, при переходах между которыми выделяются кванты меньших энергий. В результате этого происходит как бы «дробление» жестких квантов на менее энергичные. Поэтому вместо гамма-лучей излучаются рентгеновские,

вместо рентгеновских — ультрафиолетовые, которые в свою очередь уже в наружных слоях дробятся на кванты видимых и тепловых лучей, окончательно излучаемых Солнцем.

Та часть Солнца, в которой выделение энергии за счет ядерных реакций несущественно и происходит процесс переноса энергии путем поглощения излучения и последующего переизлучения, называется *зоной лучистого равновесия*. Она занимает область примерно от 0,3 до 0,7 R_{\odot} от центра Солнца. Выше этого уровня в переносе энергии начинает принимать участие само вещество, и непосредственно под наблюдаемыми внешними слоями Солнца, на протяжении около 0,3 его радиуса, образуется конвективная зона, в которой энергия переносится конвекцией.

Наконец, самые внешние слои Солнца, излучение которых можно наблюдать, называются *солнечной атмосферой*; в основном она состоит из трех слоев, называемых *фотосферой*, *хромосферой* и *короной*.

Они будут рассмотрены в следующих параграфах. В целом описанная структура Солнца изображена на рис. 131.

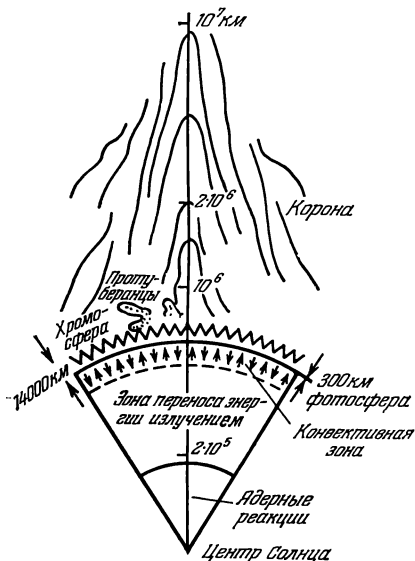


Рис. 131. Схематический разрез Солнца и его атмосферы.

§ 121. Фотосфера

Фотосферой называется основная часть солнечной атмосферы, в которой образуется видимое излучение, имеющее непрерывный спектр. Таким образом, она излучает практически всю приходящую к нам солнечную энергию. Фотосфера видна при непосредственном наблюдении Солнца в белом свете в виде кажущейся его «поверхности». Первое, что бросается в глаза во время таких наблюдений, — плавное потемнение солнечного диска к краю. По мере удаления от центра яркость убывает все быстрее и быстрее, особенно на самом краю, который оказывается очень резким. На рис. 132 изображено изменение яркости диска Солнца с расстоянием от центра при наблюдении в различных лучах.

Потемнение диска Солнца к краю объясняется тем, что в фотосфере происходит рост температуры с глубиной. Различные точки солнечного диска обычно характеризуют углом θ , который

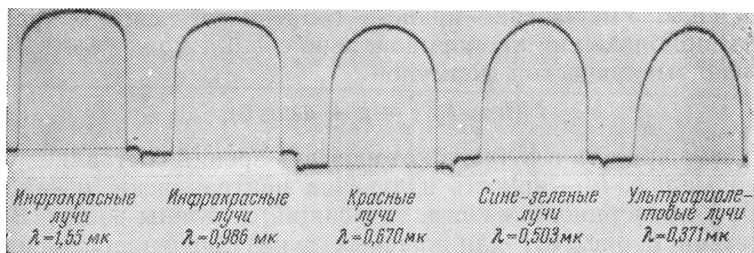


Рис. 132. Потемнение диска Солнца к краю в лучах различных цветов.

составляет луч зрения с нормалью к поверхности Солнца в рассматриваемом месте (рис. 133). В центре диска этот угол равен нулю, и луч зрения совпадает с радиусом Солнца. На краю $\theta = 90^\circ$, и луч зрения скользит вдоль касательной к слоям Солнца. Как было показано в § 105, большая часть излучения некоторого слоя газа исходит от уровня,

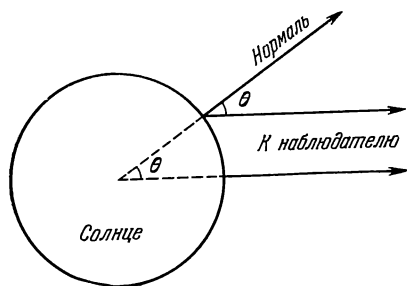


Рис. 133. Определение положения точки на диске Солнца.

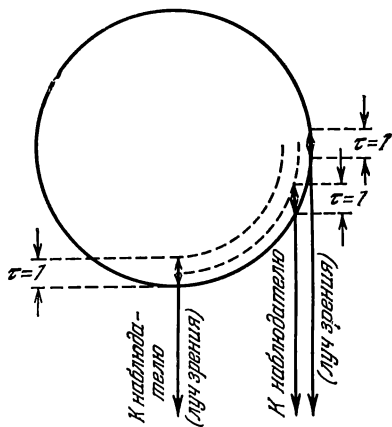


Рис. 134. Объяснение потемнения солнечного диска к краю.

находящегося на оптической глубине $\tau \approx 1$. Когда луч зрения пересекает слои фотосферы под большим углом θ , оптическая глубина $\tau = 1$ достигается в более внешних слоях, где температура меньше. Вследствие этого интенсивность излучения от краев солнечного диска меньше интенсивности излучения его середины (рис. 134). Точные измерения распределения яркости по диску Солнца позволяют рассчитать изменение

с глубиной всех важнейших характеристик фотосферы. Такой расчет называется построением ее модели. Не вдаваясь в детали, изложим основную его идею.

Определение зависимости температуры от глубины. Уменьшение яркости солнечного диска к краю в первом приближении пропорционально $\cos \theta$ и может быть представлено эмпирической формулой

$$I(\theta) = I_0(1 - u + u \cos \theta), \quad (9.11)$$

где $I(\theta)$ — яркость в точке, в которой луч зрения составляет угол θ с нормалью, I_0 — яркость излучения центра диска, u — коэффициент пропорциональности, зависящий от длины волны. В соответствии с рис. 132 для красных лучей значение u меньше, чем для синих. Для зеленых лучей с длиной волны $\lambda = 5000 \text{ \AA}$ $u = 0,65$, а $I_0 = 4,6 \cdot 10^{14} \text{ эрг/см}^2 \cdot \text{сек} \cdot \text{стерад}$ для $\Delta\lambda = 1 \text{ см}$.

Теперь воспользуемся тем обстоятельством, что наблюдаемая яркость примерно равна излучательной способности вещества на оптической глубине $\tau = 1$ (см. стр. 223). Поскольку при переходе от центра диска к краю изменяется угол наблюдения, различие яркости $I(\theta)$ по диску Солнца отражает соответствующее изменение излучательной способности атмосферы с глубиной (или оптической толщиной, измеряемой вдоль радиуса). Из рис. 134 видно, что количество вещества вдоль отрезка радиуса в $\sec \theta$ раз меньше, чем вдоль отрезка луча зрения, заключенного между теми же концентрическими слоями. Следовательно, слой, фактически наблюдаемый в данной точке диска (т. е. расположенный на оптической глубине, равной 1 вдоль луча зрения), находится на оптической глубине вдоль радиуса $\tau = \cos \theta$. Подставляя это в (9.11), получаем, что излучательная способность атмосферы изменяется с оптической глубиной вдоль радиуса следующим образом:

$$I(\tau) = I_0(1 - u + u\tau) \quad (9.12)$$

или, для зеленых лучей,

$$I_{5000}(\tau_{5000}) = (0,35 + 0,65\tau_{5000}) \cdot 4,6 \cdot 10^{14} \text{ эрг/см}^2 \cdot \text{сек} \cdot \text{стерад} \cdot \text{см}.$$

Таким образом, излучение фотосферы на оптической глубине τ_λ , отсчитываемой вдоль радиуса, приблизительно равно яркости солнечного диска в точке, где $\cos \theta = \tau_\lambda$.

Фотосфера сильно излучает, а следовательно, и поглощает излучение во всей области видимого непрерывного спектра. Это дает право применять к ее излучению законы теплового равновесия, сформулированные в § 106. Тогда для каждого слоя фотосферы, расположенного на определенной глубине, можно найти такое значение температуры, при котором рассматриваемое излучение (в нашем случае с длиной волны $\lambda = 5000 \text{ \AA}$)

имеет яркость, равную $I(\tau)$ в формуле (9.12). Полученная таким путем зависимость температуры от оптической глубины приведена в табл. 6.

ТАБЛИЦА 6

Физические условия в фотосфере

Оптическая глубина, τ	Температура	Геометрическая глубина	Давление	Плотность
$(\lambda = 5000\text{Å})$	T (°K)	h (км)	$P \cdot 10^{-4}$ (дин/см ²)	$\rho \cdot 10^7$ (г/см ³)
0,01	4500	+148	0,1	0,04
0,10	4900	—155	2,5	1,0
0,50	5900	—280	10	2,7
1,00	6400	—330	12	3,6

Как видно из этой таблицы, температура в фотосфере растет с глубиной и в среднем близка к 6000°. Вспоминая выводы, сделанные в § 119, мы видим, что верхние слои фотосферы совпадают с выявленной там областью минимальной температуры. Далее, из заключения того же параграфа следует, что водород в фотосфере ионизован слабо.

Определение протяженности фотосферы. Чтобы оценить протяженность фотосферы, воспользуемся введенным в § 120 понятием шкалы высоты. Для атмосферы давление на верхней границе P_1 стремится к нулю, а потому давление у основания

$$P_2 \approx \rho g H. \quad (9.13)$$

Величину H можно рассматривать как протяженность такой однородной атмосферы с постоянной плотностью ρ , которая создает то же давление у основания, что и рассматриваемая. Поэтому величину H часто называют *высотой однородной атмосферы*. Она характеризует протяженность атмосферы. Действительно, выражение (9.13) можно переписать так:

$$mg_{\odot} H = kT, \quad (9.14)$$

где m и k суть μ и R , рассчитанные на одну частицу. Как следует из последнего равенства, частицы атмосферных газов распределяются таким образом, что их наиболее вероятная кинетическая энергия равна потенциальной энергии, соответствующей подъему на высоту H , совпадающую со шкалой высоты (9.5).

Поскольку фотосфера состоит главным образом из неионизованного водорода, для нее $\mu \approx 1$. Подставляя это значение в формулу (9.14) и полагая в ней $T = 6000^\circ$ и $g_{\odot} = 2,7 \cdot 10^4$ см/сек², находим, что

$$H = \frac{RT}{\mu g_{\odot}} \approx 180 \text{ км}. \quad (9.15)$$

Следовательно, существенное изменение плотности происходит в фотосфере на протяжении сотен километров, что составляет примерно $1/3000$ часть солнечного радиуса.

Плотность вещества и давление в фотосфере. В § 108 было показано, что слой, в котором возникает наибольшая доля выходящего излучения, расположен на оптической глубине $\tau = 1$. Поэтому, согласно определению оптической толщины (7.29),

$$\tau = \kappa \rho H \approx 1. \quad (9.16)$$

В этом выражении κ — коэффициент поглощения, рассчитанный на 1 г вещества. В среднем для фотосферного вещества он равен $0,6 \text{ см}^2/\text{г}$. Тогда, полагая $H = 180 \text{ км}$, получаем

$$\rho = \frac{1}{\kappa H} = \frac{1}{0,6 \text{ см}^2/\text{г} \cdot 1,8 \cdot 10^7 \text{ см}} = 10^{-7} \text{ г/см}^3.$$

Более точные расчеты показывают, что плотность в фотосфере меняется от $0,1 \cdot 10^{-7} \text{ г/см}^3$ в верхних слоях примерно до $5 \cdot 10^{-7} \text{ г/см}^3$ в самых глубоких. Поскольку масса атома водорода равна $1,6 \cdot 10^{-24} \text{ г}$, это означает, что в 1 см^3 фотосферы содержится от $6 \cdot 10^{15}$ до $3 \cdot 10^{17}$ атомов¹⁾. Теперь по формуле (7.9) легко найти давление газа, полагая $\mu = 1 \text{ г/моль}$ и $T = 6000^\circ$, которое, очевидно, меняется от $5 \cdot 10^3$ до $2,5 \cdot 10^5 \text{ дин/см}^2$. Давление 10^5 дин/см^2 соответствует 100 миллибарам или около 0,1 атмосферы.

Проведенные рассуждения являются лишь грубой иллюстрацией основных этапов определения физических свойств вещества в фотосфере. Все численные результаты весьма приближенны. Тем не менее они дают верное представление об условиях в фотосфере и хорошо согласуются с более точными значениями, приведенными в табл. 6, в которой геометрическая глубина h отсчитывается от уровня, соответствующего наблюдаемому краю Солнца со знаком «+» вверх и «-» вглубь фотосферы.

Итак, фотосфера — тонкий слой газа протяженностью в несколько сотен километров, весьма непрозрачный, с концентрацией частиц около 10^{16} — 10^{17} в 1 см^3 , температурой 5—6 тысяч градусов и давлением около 0,1 атмосферы.

В этих условиях все химические элементы с небольшими потенциалами ионизации (в несколько вольт, например, Na, K, Ca) ионизируются. Остальные элементы, в том числе водород, остаются преимущественно в нейтральном состоянии.

¹⁾ Для сравнения полезно вспомнить, что при обычных условиях в 1 см^3 воздуха находится около $2,7 \cdot 10^{19}$ молекул.

Фотосфера — единственная на Солнце область нейтрального водорода. Однако в результате незначительной ионизации водорода и практически полной ионизации металлов в ней все же имеются свободные электроны. Эти электроны играют исключительно важную роль: соединяясь с нейтральными атомами водорода, они образуют отрицательные ионы водорода (H^-). Это протоны, с которыми связан не один, как обычно у водорода, а два электрона. Отрицательные ионы водорода образуются в ничтожном количестве: из ста миллионов водородных атомов в среднем только один превращается в отрицательный ион. Ионы H^- обладают свойством необычайно сильно поглощать излучение, особенно в инфракрасной и видимой областях спектра. Поэтому, несмотря на свою ничтожную концентрацию, отрицательные ионы водорода являются основной причиной, определяющей поглощение фотосферным веществом излучения в видимой области спектра.

§ 122. Грануляция и конвективная зона

Визуальные и фотографические наблюдения фотосферы, выполненные во время особенно хороших атмосферных условий, позволяют обнаружить тонкую ее структуру, напоминающую тесно расположенные кучевые облака или рассыпанные рисовые зерна (рис. 135). Светлые округлые образования называются *гранулами*, а вся структура — *грануляцией*. Угловые размеры гранул в среднем составляют не более $1''$ дуги, что соответствует на Солнце менее 700 км. Каждая отдельная гранула «существует» в среднем 5—10 минут, после чего она распадается, а на ее месте возникают новые.

Гранулы окружены темными промежутками, образующими как бы ячейки или соты. Спектральные линии в гранулах и в промежутках между ними смещены соответственно в синюю и красную сторону. Это означает, что в гранулах — вещество поднимается, а вокруг них опускается. Скорость этих движений составляет 1—2 км/сек.

Грануляция — наблюдаемое в фотосфере проявление конвективной зоны, расположенной под фотосферой. В конвективной зоне происходит активное перемешивание вещества в результате подъема и опускания отдельных масс газа (*элементов конвекции*). Пройдя путь, примерно равный своим размерам, они как бы растворяются в окружающей среде, порождая новые неоднородности. В наружных, более холодных слоях, размеры этих неоднородностей меньше.

Причиной возникновения конвекции в наружных слоях Солнца являются два важных обстоятельства. С одной стороны, температура непосредственно под фотосферой очень

быстро растет в глубь и лучеиспускание не может обеспечить выхода излучения из более глубоких горячих слоев. Поэтому энергия переносится самими движущимися неоднородностями. С другой стороны, эти неоднородности оказываются весьма «живучими», если газ в них не полностью, а лишь частично ионизован: за счет ионизационной энергии их температура почти не меняется и избыток температуры долго сохраняется.

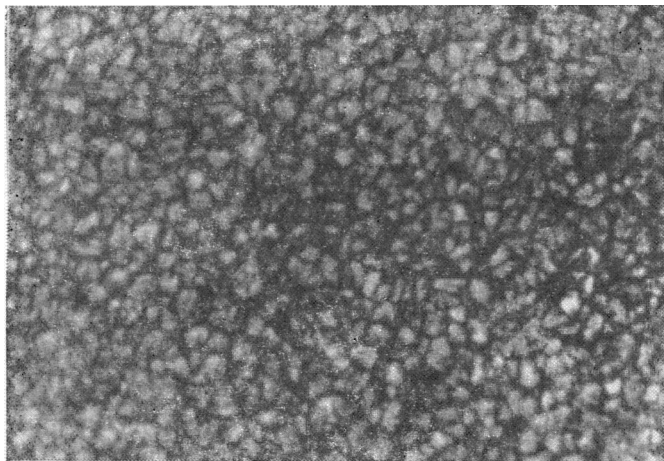


Рис. 135. Солнечная грануляция.

При переходе в нижние слои фотосферы оба эти обстоятельства перестают действовать: из-за потерь на излучение температура резко уменьшается и замедляется темп ее уменьшения вверх, а газ почти полностью нейтрализуется и, не обладая запасом ионизационной энергии, не способен образовывать устойчивые неоднородности. Поэтому в самых верхних слоях конвективной зоны, непосредственно под фотосферой, конвективные движения резко тормозятся и конвекция внезапно прекращается. Таким образом, фотосфера снизу постоянно как бы «бомбардируется» конвективными элементами. От этих ударов в ней возникают возмущения, наблюдаемые в виде гранул, а сама она приходит в колебательное движение с периодом, соответствующим частоте собственных колебаний фотосферы (около 5 минут). Эти колебания и возмущения, возникающие в фотосфере, порождают в ней волны, по своей природе близкие к звуковым волнам в воздухе. Как мы увидим в следующем параграфе, эти волны играют важную роль для более высоких слоев солнечной атмосферы.

§ 123. Внешние слои солнечной атмосферы

Как уже упоминалось, плотность вещества в фотосфере быстро уменьшается с высотой и внешние слои солнечной атмосферы оказываются сильно разреженными.

В наружных слоях фотосферы, где плотность уменьшается до значения $3 \cdot 10^{-8} \text{ г/см}^3$, температура падает примерно до 4500° . Это значение температуры оказывается минимальным для всей солнечной атмосферы. В более высоких слоях температура снова начинает возрастать. Сначала происходит медленное возрастание температуры до нескольких десятков тысяч градусов, сопровождающееся ионизацией водорода, а затем и гелия. Эта часть солнечной атмосферы называется хромосферой.

В верхних слоях хромосферы, где разреженность достигает 10^{-15} г/см^3 , т. е. в каждом кубическом сантиметре находится всего лишь 10^9 атомов, происходит еще одно необычайно резкое увеличение температуры, примерно до миллиона градусов. Здесь начинается самая внешняя и наиболее разреженная часть атмосферы Солнца, называемая солнечной короной.

Причиной столь сильного разогрева самых внешних слоев солнечной атмосферы является энергия акустических (звуковых) волн, которые, как говорилось в § 122, возникают в фотосфере в результате движения элементов конвекции. При распространении вверх, т. е. в слои с меньшей плотностью, эти волны увеличивают свою амплитуду до нескольких километров и превращаются в ударные волны.

Ударные волны отличаются от обычных очень резким перепадом температуры, давления и плотности газа в волне и в невозмущенной среде. Происходит это потому, что в области сжатия растет температура и плотность, а следовательно, и скорость распространения звука. Из-за этого волны с большой амплитудой существенно изменяют свою структуру: в области сжатия вещество «набегает» в направлении распространения волны и образуется резкая граница с примыкающей невозмущенной областью — крутой фронт ударной волны.

В результате возникновения ударных волн правильные волнообразные движения протяженных областей атмосферы разбиваются на отдельные более мелкие и беспорядочно движущиеся массы газа. Этот процесс называется *диссипацией волн*. В результате диссипации, которая особенно сильно происходит в хромосфере и короне, увеличиваются хаотические скорости движения отдельных атомов, т. е. усиливаются тепловые движения частиц. Вследствие этого происходит рост температуры в хромосфере и короне.

§ 124. Хромосфера

Интегральная, т. е. по всему спектру, яркость хромосферы в сотни раз меньше, чем яркость фотосферы, хотя в наиболее интенсивных линиях их излучение соизмеримо. Поэтому для наблюдения хромосферы необходимо применение специальных методов, позволяющих выделить слабое ее излучение из мощного потока фотосферной радиации.

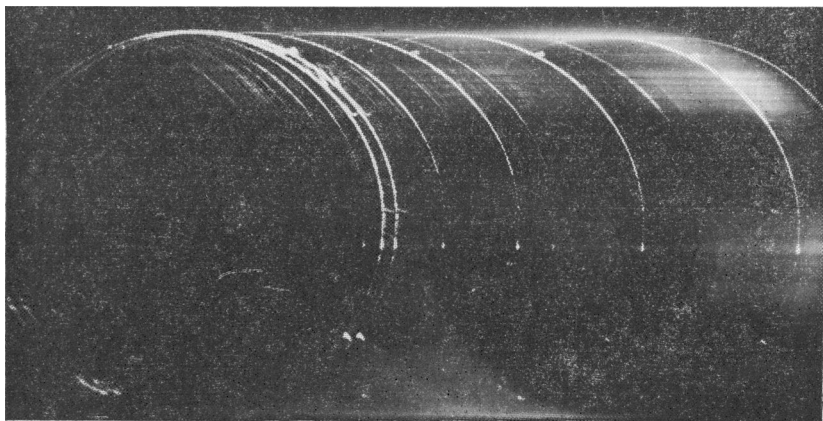


Рис. 136. Спектр вспышки.

Наиболее удобным и исторически первым методом являются наблюдения, производимые вблизи второго и третьего контактов полных солнечных затмений.

Как только Луна полностью закроет фотосферу, вблизи точки контакта вспыхивает блестящий розовый серп хромосферы. Ширина такого серпа дает непосредственное представление о протяженности хромосферы, составляющей 16—20'', т. е. в линейной мере 12—15 тысяч км. Хромосфера имеет эмиссионный спектр, состоящий из ярких линий (рис. 136). При наблюдении кажется, что они вспыхивают в момент наступления полной фазы затмения. По этой причине спектр хромосферы был назван *спектром вспышки*. Этот спектр очень похож на спектр Солнца, в котором все линии поглощения заменены на линии излучения, а непрерывный спектр почти отсутствует. Однако в спектре хромосферы линии ионизованных элементов сильнее, чем в спектре фотосферы. В частности, например, в спектре хромосферы очень сильны линии гелия, в то время как в фраунгоферовом спектре они практически не видны. Эти

особенности спектра подтверждают рост температуры в хромосфере.

Наиболее интенсивны в спектре хромосферы линии ионизованного кальция, водорода и гелия, в которых хромосфера непрозрачна, в то время как она исключительно прозрачна для

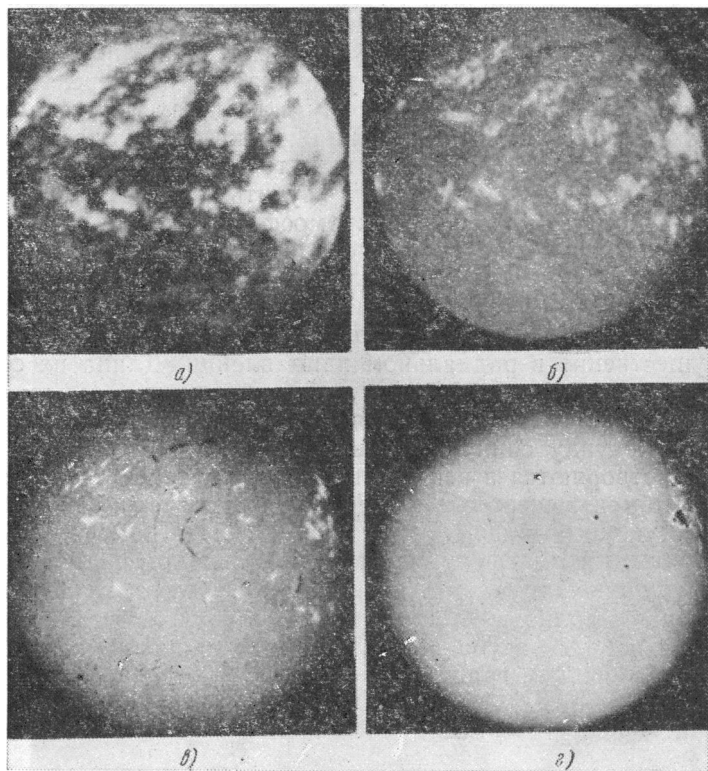


Рис. 137. Спектрограммы в линиях L_{α} водорода (а), К — ионизованного кальция (б), H_{α} водорода (в) и фотография фотосферы в белом свете (г), полученные в один и тот же день.

видимого непрерывного излучения. Следовательно, в центральных частях сильных фраунгоферовых линий мы наблюдаем излучение не фотосферы, а хромосферы. Это обстоятельство лежит в основе важного метода изучения хромосферы в очень узких интервалах спектра, соответствующих центральной части какой-либо линии (чаще всего H_{α} водорода или К ионизованного кальция), для чего Солнце фотографируется при помощи специального прибора — спектрогелиографа. Поскольку

к излучению в этих линиях хромосферы непрозрачна, на фотографии (спектрогелиограмме) все наблюдаемые детали изображения принадлежат хромосфере (рис. 137).

Таким образом, мы видим, что, наблюдая излучение фраунгоферовых линий, можно изучать слои солнечной атмосферы, находящиеся на различной глубине. Чем меньше коэффициент поглощения, т. е. чем прозрачнее вещество, тем более глубокие слои мы можем наблюдать. В § 107 было показано, что поглощение в спектральных линиях уменьшается по мере удаления от центра к крылу линии. Поэтому в крыльях линий, а также в центральных частях слабых линий можно наблюдать различные по высоте уровни фотосферы, в то время как центральные части сильных линий позволяют изучить хромосферу.

При изучении фотографий хромосферы прежде всего обращает на себя внимание ее неоднородная структура, значительно резче выраженная, чем грануляция в фотосфере. Наиболее мелкие структурные образования в хромосфере называются *спикулами*. Они имеют продолговатую форму, причем вытянуты преимущественно в радиальном направлении. Длина их составляет несколько тысяч километров, а толщина — около одной тысячи километров. Со скоростями в несколько десятков километров в секунду спикулы поднимаются из хромосферы в корону и растворяются в ней. Таким образом, через спикулы происходит обмен вещества хромосферы с вышележащей короной. Как мы увидим дальше, корональное вещество также может опускаться в хромосферу. Спикулы в свою очередь образуют более крупную структуру, называемую *хромосферной сеткой*, порожденную волновыми движениями, вызванными значительно большими и более глубокими элементами подфотосферной конвективной зоны, чем гранулы.

§ 125. Корона

Яркость солнечной короны в миллион раз меньше, чем фотосферы, и не превышает яркости Луны в полнолуние. Поэтому наблюдать солнечную корону можно во время полной фазы солнечных затмений, а вне затмений — лишь в коронографах.

Корона не имеет резких очертаний и обладает неправильной формой, сильно меняющейся со временем. Об этом можно судить, сопоставляя ее фотографии, полученные во время различных затмений (рис. 138).

Яркость короны уменьшается в десятки раз по мере удаления от края Солнца на величину его радиуса. Наиболее яркую часть короны, удаленную от лимба не более, чем на 0,2—0,3 радиуса Солнца, принято называть *внутренней короной*, а остальную, весьма протяженную часть, — *внешней короной*.

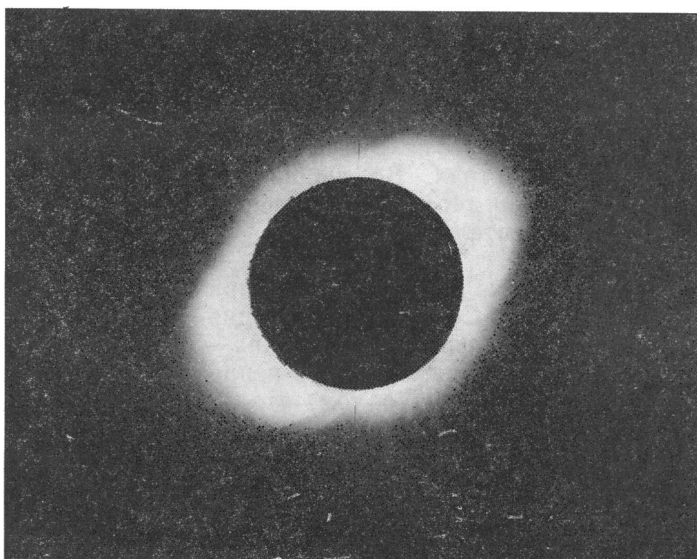
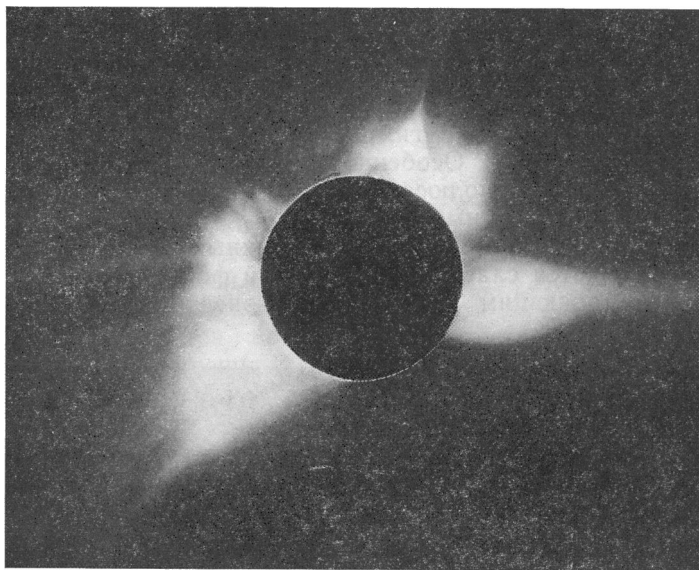


Рис 138. Корона в максимуме (вверху) и в минимуме (внизу) солнечных пятен.

Важной особенностью короны является ее лучистая структура. Лучи бывают различной длины вплоть до десятка и более солнечных радиусов. У основания лучи обычно утолщаются, некоторые из них изгибаются в сторону соседних.

Внутренняя корона также богата структурными образованиями, напоминающими дуги, шлемы, отдельные облака (корональные конденсации). Особенно характерна структура, временами наблюдаемая у полюсов: короткие прямые лучи образуют так называемые полярные щетки.

Спектр короны обладает рядом важных особенностей. Основой его является слабый непрерывный фон с распределением энергии, повторяющим распределение энергии в непрерывном

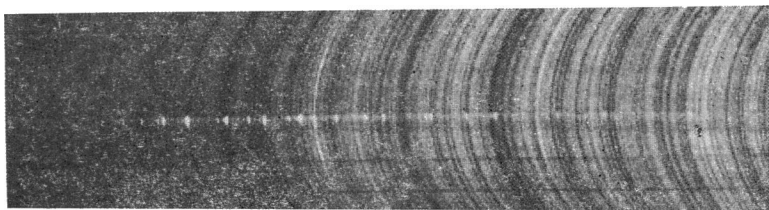


Рис. 139. Спектры солнечной короны и протуберанца, полученные на вне-затменном коронографе.

спектре Солнца. На фоне этого непрерывного спектра во внутренней короне наблюдаются яркие эмиссионные линии, интенсивность которых уменьшается по мере удаления от Солнца (рис. 139). Большинство из этих линий не удастся получить в лабораторных спектрах. Во внешней короне наблюдаются фраунгоферовы линии солнечного спектра, отличающиеся от фотосферных относительно большей остаточной интенсивностью.

Излучение короны поляризовано, причем на расстоянии около $0,5 R_{\odot}$ от края Солнца поляризация увеличивается примерно до 50%, а на больших расстояниях — снова уменьшается.

Подобие распределения энергии в непрерывных спектрах короны и фотосферы говорит о том, что излучение короны является рассеянным светом фотосферы. Поляризованность этого света позволяет установить природу частиц, на которых происходит рассеяние. Столь сильную поляризацию могут вызвать только свободные электроны.

Поскольку вдоль луча зрения расположены участки короны, которые рассеивают падающее на них излучение фотосферы не только под углом 90° , но и под другими углами (рис. 140), наблюдаемая суммарная поляризация оказывается частичной.

Для более удаленных от Солнца участков короны углы между лучом зрения и направлением падающих лучей ближе к 90° . Поэтому с увеличением высоты в короне степень поляризации должна возрастать, что и наблюдается в нижней короне. Однако в верхней короне это увеличение сменяется уменьшением, что говорит о наличии неполяризованной части излучения, относительная доля которой растет с высотой.

Эта неполяризованная составляющая является причиной появления во внешней короне фраунгоферовых линий, почему она называется *фраунгоферовой короной*. Фраунгоферова корона не имеет отношения к солнечной атмосфере. Она представляет собой свет Солнца, рассеянный на мелких межпланетных пылинках,

расположенных в пространстве между Землей и Солнцем. Рассеивая свет, они очень слабо его поляризуют. Эти пылинки обладают свойством большей частью падающего на них излучения рассеивать в том же направлении (рис. 141). Поэтому наибольшую

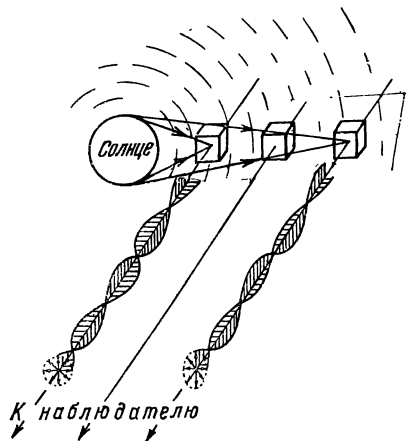


Рис. 140. Поляризация света в короне.

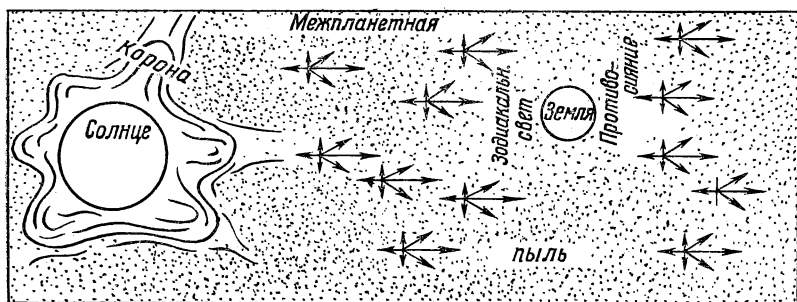


Рис. 141. Рассеяние солнечного излучения на межпланетных пылинках и образование фраунгоферовой короны. Длины стрелок пропорциональны интенсивности рассеиваемых лучей.

интенсивность рассеяние на пылинках дает вблизи Солнца, создавая при этом впечатление «ложной короны». Это свечение можно наблюдать и на больших расстояниях от Солнца в виде *зодиакального света*, о котором сказано в гл. X (§ 144).

В каждой точке короны яркость пропорциональна количеству электронов, находящихся на луче зрения. Один свободный электрон рассеивает примерно 10^{-24} долю от количества излучения, падающего на площадку в 1 см^2 . Так как у короны яркость в миллион раз меньше, чем у фотосферы, это означает, что в столбике короны сечением в 1 см^2 вдоль луча зрения находится

$$10^{-6} / 10^{-24} = 10^{18} \text{ свободных электронов.}$$

Поскольку протяженность короны, измеряемая шкалой высоты, в несколько раз меньше радиуса Солнца, т. е. порядка 10^{10} см , в среднем в 1 см^3 вещества короны должно находиться

$$\frac{10^{18}}{10^{10}} = 10^8 \text{ свободных электронов.}$$

Появление этих свободных электронов может быть вызвано только ионизацией вещества. Однако в целом ионизованный газ (плазма) должен быть нейтрален. Следовательно, концентрация ионов в короне также должна быть порядка 10^8 см^{-3} . Большая часть этих ионов должна возникнуть в результате ионизации наиболее обильного элемента на Солнце — водорода. Вместе с тем нейтрального водорода в короне не должно быть, так как в ее эмиссионном спектре полностью отсутствуют спектральные линии водорода. Таким образом, общая концентрация частиц в короне должна равняться сумме концентраций ионов и свободных электронов, т. е. по порядку величины $\sim 2 \cdot 10^8 \text{ см}^{-3}$.

Эмиссионные линии солнечной короны принадлежат обычным химическим элементам, но находящимся в очень высоких стадиях ионизации. Наиболее интенсивная — зеленая корональная линия с длиной волны 5303 \AA — испускается ионом Fe XIV, т. е. атомом железа, лишенным 13 электронов. Другая интенсивная — красная корональная линия ($\lambda \text{ } 6374 \text{ \AA}$) — принадлежит атомам девятикратно ионизованного железа Fe X. Остальные эмиссионные линии отождествлены с ионами Fe XI, Fe XIII, Ni XIII, Ni XV, Ni XVI, Ca XII, Ca XV, Ar X и др.

Корональные линии являются запрещенными. Их возникновение в спектре короны говорит о необычайной разреженности ее вещества. Для образования высокоионизованных корональных ионов нужны большие энергии в сотни электрон-вольт (например, потенциал ионизации Fe X 233 в , Fe XIV 355 в , Ca XV 814 в). Для сравнения напомним, что для отрыва единственного электрона от атома водорода требуется энергия всего лишь $13,6 \text{ эв}$. Поскольку интенсивность излучения в короне слишком слаба для того, чтобы вызвать сильную ионизацию вещества, причиной последней являются столкновения атомов, причем прежде всего со свободными электронами. Энергия этих

электронов должна составлять сотни электрон-вольт, а их скорость достигать многих тысяч километров в секунду. Эти значения были использованы в § 108 для определения температуры короны, оказавшейся порядка миллиона градусов.

Таким образом, солнечная корона представляет собой разреженную плазму с температурой около миллиона градусов.

Следствием высокой температуры короны является уже отмечавшаяся необычайная ее протяженность. Действительно, согласно формуле (9.5), шкала высоты пропорциональна температуре. Учитывая, что молекулярный вес ионизованного газа короны вдвое меньше, чем нейтрального водорода в фотосфере, а превышение температуры составляет 150 раз, получаем, что протяженность короны в сотни раз превышает толщину фотосферы и составляет сотни тысяч километров, что прекрасно согласуется с наблюдениями.

§ 126. Радиоизлучение спокойного Солнца

Солнечное радиоизлучение отличается сильной переменностью, особенно на низких частотах. Регистрируя наименьшее значение мощности, можно наблюдаемое излучение разделить на две части: постоянную и переменную. Первая называется радиоизлучением *спокойного Солнца*, вторая — радиоизлучением *возмущенного Солнца*.

Солнечная корона, исключительно прозрачная для видимого излучения, плохо пропускает радиоволны, которые испытывают в ней сильное поглощение, а также преломление (рис. 142). Следовательно, солнечная корона должна излучать радиоволны почти как абсолютно черное тело с температурой в миллион градусов (стр. 211). Поэтому температуру короны определяют по измерению яркостной температуры солнечного радиоизлучения.

На метровых волнах яркостная температура короны действительно составляет около миллиона градусов. На более коротких волнах она уменьшается. Это связано с увеличением глубины, откуда выходит излучение, из-за уменьшения поглощающих свойств плазмы (рис. 143). Так, например, на сантиметровых волнах излучение беспрепятственно выходит из верхней хромосферы, а на миллиметровых волнах — из средних и нижних ее слоев.

Радиометоды позволяют проследить солнечную корону на огромных расстояниях от Солнца: в несколько десятков радиусов. Это возможно благодаря тому, что ежегодно, в июне, при своем движении по эклиптике Солнце проходит мимо мощного источника радиоизлучения — Крабовидной туманности в созвездии Тельца. При прохождении через солнечную корону

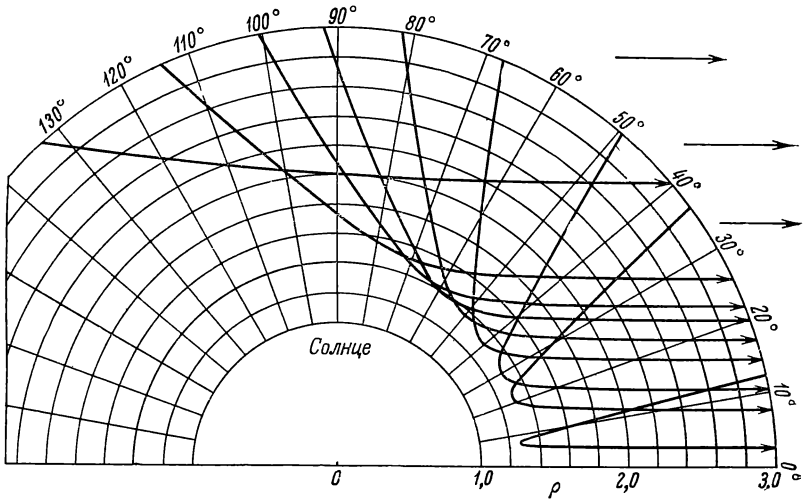


Рис. 142. Преломление радиоволн в солнечной короне.

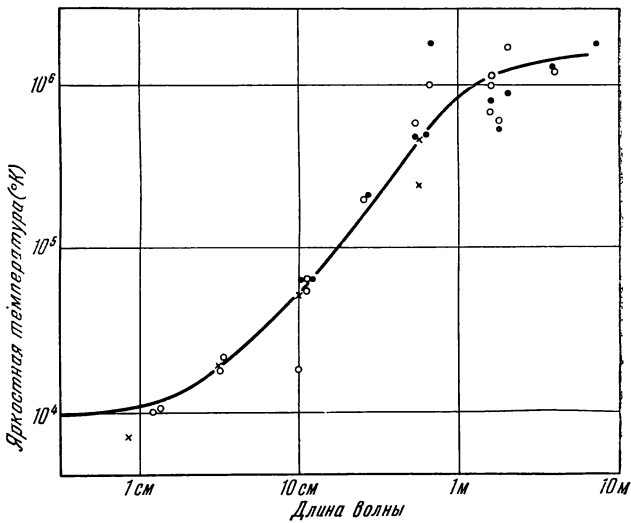


Рис. 143. Яркая температура спокойного Солнца в зависимости от длины волны радиодиапазона.

радиоволны, принадлежащие этому источнику, рассеиваются на отдельных неоднородностях короны. Вследствие этого во время «затмения» Крабовидной туманности внешними частями солнечной короны наблюдается уменьшение радиояркостности (т. е. яркости радиоизлучения) источника. Обнаруженные таким путем наиболее далекие от Солнца области короны называют *сверхкороной*. Дальнейшие исследования показали, что солнечная атмосфера простирается весьма далеко, вплоть до орбиты Земли. Об этом свидетельствует обнаруженная слабая поляризация зодиакального света (см. рис. 141). Кроме того, на основании изучения движения вещества в хвостах комет, выяснилось, что из солнечной короны происходит постоянное истечение плазмы со скоростью, постепенно увеличивающейся по мере удаления от Солнца и на расстоянии Земли достигающей 300—400 км/сек. Это расширение солнечной короны в межпланетное пространство называется *солнечным ветром*.

Исследование межпланетной плазмы, осуществленное при помощи космических аппаратов, позволило непосредственно зарегистрировать поток протонов и электронов солнечного ветра, соответствующий скорости распространения от Солнца порядка нескольких сотен км/сек и концентрации частиц вблизи Земли 1—10 протонов/см³.

§ 127. Активные образования в солнечной атмосфере

Временами в солнечной атмосфере возникают быстро меняющиеся активные образования, резко отличающиеся от окружающих невозмущенных областей, свойства и структура которых совсем или почти совсем не меняются со временем. В фотосфере, хромосфере и короне проявления солнечной активности весьма различны. Однако все они связаны общей причиной. Такой причиной является магнитное поле, всегда присутствующее в активных областях.

Факелы. В невозмущенных областях фотосферы имеется лишь общее магнитное поле Солнца, напряженность которого составляет около 1 эрстеда. В активных областях напряженность магнитного поля увеличивается в сотни и даже тысячи раз.

Небольшое усиление магнитного поля до десятков и сотен эрстед сопровождается появлением в фотосфере более яркой области, называемой *факелом*. В общей сложности факелы могут занимать значительную долю всей видимой поверхности Солнца. Они отличаются характерной тонкой структурой и состоят из многочисленных прожилок, ярких точек и узелков — факельных гранул (рис. 144).

Лучше всего факелы видны на краю солнечного диска (здесь их контраст с фотосферой составляет около 10%), в то время как в центре они почти совсем не видны. Это означает, что на некотором уровне в фотосфере факел горячее соседней невозмущенной области на $200\text{--}300^\circ$, а на какой-то другой глубине, наоборот, он несколько холоднее.

Возникновение факела связано с важным свойством магнитного поля — препятствовать движению ионизованного вещества, происходящему поперек силовых линий. Если магнитное поле обладает достаточно большой энергией, то оно «допускает» движение вещества только вдоль силовых линий. Слабое магнитное поле в области факела не может остановить сравнительно мощных конвективных движений. Однако оно может придать им более правильный характер. Обычно каждый элемент конвекции, помимо общего подъема или опускания по вертикали, совершает небольшие беспорядочные движения в горизонтальной плоскости. Эти движения, приводящие к возникновению трения между отдельными элементами конвекции, тормозятся магнитным полем, имеющимся в области факела, что облегчает конвекцию и позволяет горячим газам подняться на большую высоту и перенести большой поток энергии. Таким образом, появление факела связано с усилением конвекции, вызванным слабым магнитным полем.



Рис. 144. Фотография факела.

Факелы — относительно устойчивые образования. Они без особых изменений могут существовать в течение нескольких недель и даже месяцев.

Факелы — относительно устойчивые образования. Они без особых изменений могут существовать в течение нескольких недель и даже месяцев.

Пятна. В областях факелов с наибольшим усилением магнитного поля могут возникать солнечные *пятна*.

Солнечное пятно появляется в виде крошечной *пóры*, едва отличающейся от темных промежутков между гранулами. Через день *пóра* развивается в круглое темное пятно с резкой границей, диаметр которого постепенно увеличивается вплоть до размеров в несколько десятков тысяч километров (рис. 145). Все явление сопровождается плавным увеличением напряженности магнитного поля, которое в центре крупных пятен достигает нескольких тысяч эрстед.

Иногда возникает несколько мелких пятен в пределах небольшой области, вытянутой параллельно экватору, — *группа пятен*. Отдельные пятна преимущественно появляются на западном и восточном краях области, где сильнее других развиваются два пятна — *ведущее* (западное) и *хвостовое* (восточное). Магнитные поля обоих главных пятен и примыкающих к ним мелких всегда обладают противоположной полярностью, почему такую

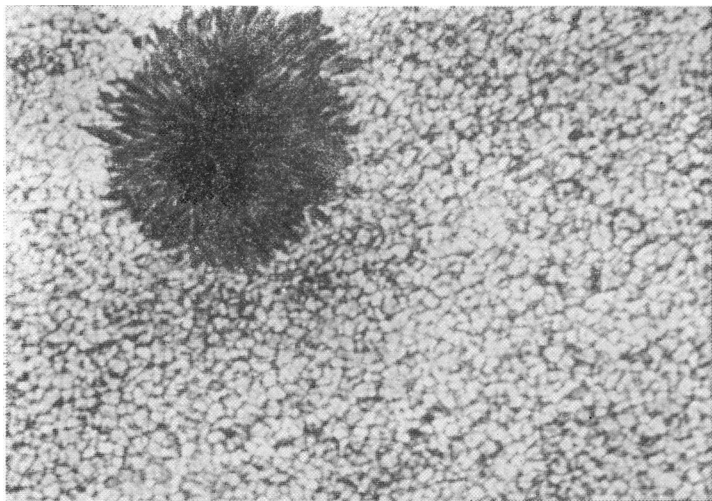


Рис. 145 Большое солнечное пятно.

группу пятен называют *биполярной*. Через 3—4 дня после появления больших пятен вокруг них возникает менее темная полутьма, имеющая характерную радиальную структуру. С течением времени площадь, занимаемая группой пятен, постепенно возрастает, достигая наибольшей величины примерно на десятый день. После этого пятна начинают постепенно уменьшаться и исчезать, сначала наиболее мелкие из них, затем хвостовое (предварительно распавшись на несколько пятен), наконец, ведущее. В целом весь этот процесс длится около двух месяцев, однако многие группы солнечных пятен не успевают пройти всех описанных стадий и исчезают раньше.

Центральная часть пятна только кажется черной из-за большой яркости фотосферы. На самом деле, в центре пятна яркость меньше только раз в 10, а яркость полутени составляет примерно $\frac{3}{4}$ от яркости фотосферы. На основании закона Стефана — Больцмана это означает, что температура в пятне на 2—2,5 тысячи градусов меньше, чем в фотосфере.

Понижение температуры в пятне объясняется влиянием магнитного поля на конвекцию. Магнитное поле, особенно если оно сильное, тормозит движения вещества, происходящие поперек силовых линий. Поэтому в конвективной зоне под пятном ослабляется циркуляция газов, которая переносит из глубины наружу существенную часть энергии. В результате температура пятна оказывается меньше, чем в невозмущенной фотосфере.

Флоккулы. Хромосфера над пятнами и факелами увеличивает свою яркость (возмущенная хромосфера), причем контраст между возмущенной и невозмущенной хромосферой растет с высотой. На рис. 137 приведены почти одновременно полученные спектрогелиограммы Солнца в линиях H_{α} водорода, K ионизованного кальция и L_{α} водорода, относящиеся соответственно к слоям хромосферы, расположенным на высотах 2—3 тыс. км, 5—6 тыс. км и 8—10 тыс. км. Яркие пятна, заметные на этих спектрогелиограммах и совпадающие по своим очертаниям с положением фотосферных факелов, называются *флоккулами*.

Увеличение яркости флоккула по сравнению с окружающей невозмущенной хромосферой не дает оснований для определения его температуры, так как в разреженной и весьма прозрачной для непрерывного спектра хромосфере связь между температурой и излучением не подчиняется закону Планка.

Повышенную яркость флоккула в центральных частях сильных линий можно объяснить увеличением плотности вещества в хромосфере в 3—5 раз при почти неизменном значении температуры или лишь слабым ее увеличении.

Хромосферные вспышки. В хромосфере, чаще всего в небольшой области между развивающимися пятнами, особенно вблизи границы раздела полярности сильных магнитных полей, наблюдаются самые мощные и быстро развивающиеся проявления солнечной активности, называемые *хромосферными вспышками* (рис. 146). В начале вспышки яркость одного из светлых узелков флоккула внезапно возрастает. Часто менее, чем за минуту сильное излучение распространяется вдоль длинного жгута или «заливает» целую область протяженностью в десятки тысяч километров. В видимой области спектра усиление свечения происходит главным образом в спектральных линиях водорода, ионизованного кальция и других металлов. Уровень непрерывного спектра также возрастает, иногда настолько сильно, что вспышка становится заметной в белом свете на фоне фотосферы. Одновременно с видимым излучением сильно возрастает интенсивность ультрафиолетовых и рентгеновских лучей, а также мощность солнечного радиоизлучения.

Во время вспышек наблюдаются самые коротковолновые (т. е. наиболее «жесткие» рентгеновские спектральные линии и даже в некоторых случаях гамма-лучи. Увеличение (всплеск)

всех этих видов излучения происходит за несколько минут. После достижения максимума уровень излучения постепенно ослабевает в течение нескольких десятков минут.

Помимо увеличения яркости во время вспышек наблюдаются мощные движения газов, а также выбросы облаков плазмы в виде отдельных конденсаций и «брызг».

Все перечисленные явления объясняются выделением большого количества энергии в результате неустойчивости плазмы,

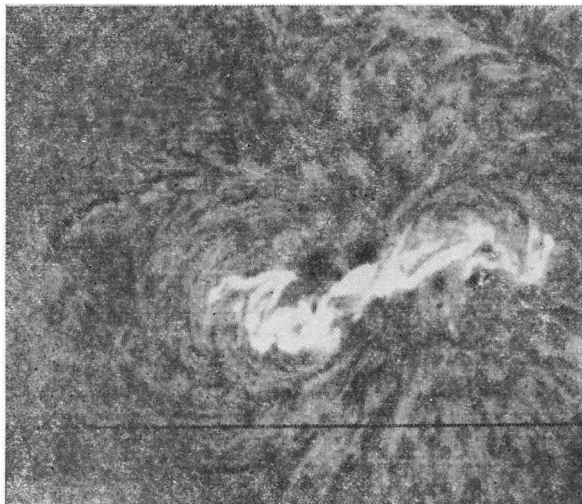


Рис. 146. Большая хромосферная вспышка.

находящейся в области очень неоднородного магнитного поля. В результате сложного процесса взаимодействия магнитного поля и плазмы значительная часть энергии магнитного поля переходит в тепло, нагревая газ до температуры в десятки миллионов градусов, а также идет на ускорение облаков плазмы и элементарных частиц.

Весь процесс имеет характер взрыва, сопровождающегося сильным сжатием вещества в некотором объеме хромосферы. Общее количество энергии, выделяющейся в виде оптического, ультрафиолетового, рентгеновского и радиоизлучения, а также идущей на ускорение плазмы и отдельных частиц достигает 10^{28} — 10^{32} эрг.

Ускорение частиц (корпускул) — электронов и протонов — во вспышках происходит соответственно до энергий в десятки килоэлектронвольт и в несколько мегаэлектронвольт. Частицы с такими энергиями являются космическими лучами, хотя и во

много раз менее энергичными, чем космические лучи, приходящие к нам из далеких областей Галактики и которые мы рассмотрим в § 169. Поэтому их называют «мягкими» космическими лучами. Помимо них во время вспышек образуются частицы, обладающие и меньшими скоростями. Образуемые ими облака и корпускулярные потоки распространяются со скоростями 500—1000 км/сек. Корпускулярное излучение вспышек объясняет особенно мощное их рентгеновское и радиоизлучение, отличающееся от упоминавшегося выше теплового излучения очень горячего газа и называемое *нетепловым*. Во-первых, наблюдаемое через несколько минут после начала вспышки усиление рентгеновских лучей с длинами волн в несколько ангстремов возникает из-за торможения быстрых электронов космических лучей в магнитных полях активной области и в результате столкновений с частицами вещества хромосферы. Во-вторых, вскоре после вспышек наблюдается очень сильное (иногда в миллионы раз) увеличение мощности солнечного радиоизлучения на некоторой частоте, постепенно уменьшающейся со временем. Причиной этого *всплеска радиоизлучения* являются происходящие с теми же частотами колебания плазмы, вызванные прохождением через нее космических лучей. Частоты этих колебаний уменьшаются по мере проникновения потока корпускул, порожденных вспышкой, в более верхние слои хромосферы и короны.

Из всех активных образований на Солнце вспышки выделяются своей особой способностью воздействовать на геофизические явления, о чем будет сказано в § 131.

Протуберанцы. Активными образованиями, наблюдаемыми в короне, являются *протуберанцы* — более плотные и холодные облака, светящиеся примерно в тех же спектральных линиях, что и хромосфера. Они бывают весьма различных форм и размеров. Чаще всего это длинные, очень плоские образования, расположенные почти перпендикулярно к поверхности Солнца. Поэтому в проекции на солнечный диск (на спектрогелиограммах) протуберанцы выглядят в виде изогнутых волокон (они видны на рис. 137, в). Протуберанцы — наиболее грандиозные образования в солнечной атмосфере, их длина достигает сотен тысяч километров, хотя ширина не превышает 6000—10 000 км. Нижние их части сливаются с хромосферой, а верхние простираются на десятки тысяч километров в корону. Однако встречаются протуберанцы и значительно больших размеров (рис. 147).

Через протуберанцы постоянно происходит обмен вещества хромосферы и короны. Об этом свидетельствуют часто наблюдаемые движения как самих протуберанцев, так и отдельных их частей, происходящие со скоростями в десятки и сотни километров в секунду.

Возникновение, развитие и движение протуберанцев тесно связано с эволюцией групп солнечных пятен. На первых стадиях развития активной области пятен образуются короткоживущие и быстро меняющиеся протуберанцы вблизи пятен. На более поздних стадиях возникают устойчивые спокойные протуберанцы, существующие без заметных изменений в течение нескольких

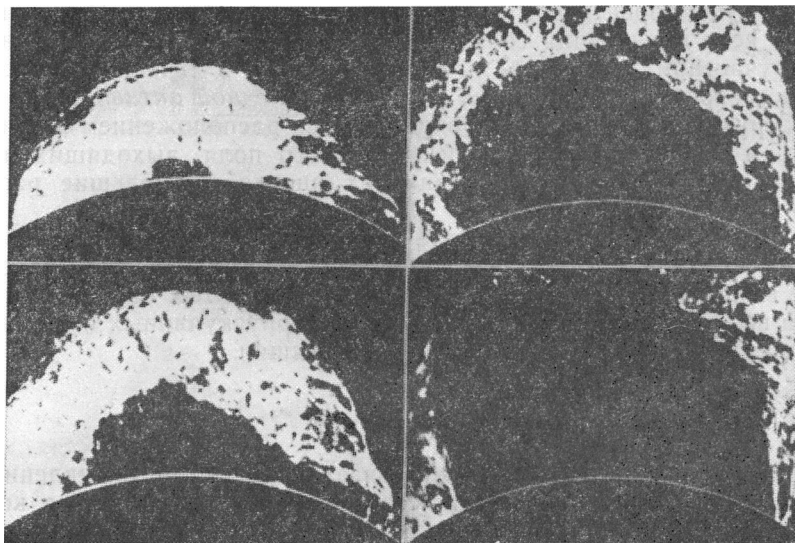


Рис. 147 Четыре стадии развития эруптивного протуберанца, наблюдавшиеся в течение часа.

недель и даже месяцев, после чего внезапно может наступить *стадия активизации* протуберанца, проявляющаяся в возникновении сильных движений, выбросов вещества в корону и появлении быстро движущихся *эруптивных протуберанцев*.

Активные области в короне. Внешний вид солнечной короны тесно связан с проявлением активности в более низких слоях атмосферы. Над пятнами наблюдаются характерные образования в виде изогнутых лучей, напоминающие кусты, а также уплотнения коронального вещества в виде округлых облаков — *корональные конденсации*. Над факелами видны целые системы прямолинейных, слегка волнистых *лучей*. Протуберанцы обычно бывают окружены дугами и шлемами из уплотненного вещества короны. Все эти образования над пятнами, факелами и протуберанцами часто переходят в длинные лучи, простирающиеся на расстояния во много радиусов Солнца.

Понятие о центре солнечной активности. Все рассмотренные активные образования в солнечной атмосфере тесно связаны между собой. Возникновение факелов и флоккулов всегда предшествует появлению пятен. Вспышки возникают во время наиболее быстрого роста группы пятен или в результате происходящих в них сильных изменений. В это же время возникают протуберанцы, которые часто продолжают долгое время существовать после распада активной области. Совокупность всех проявлений солнечной активности, связанных с данным участком атмосферы и развивающихся в течение определенного времени, называется *центром солнечной активности*.

Структура короны также определяется расположением и движением в ней силовых линий магнитного поля, выходящих из центров активности и проникающих иногда на большие расстояния.

Движущееся магнитное поле увлекает с собой ионизованное вещество (плазму), которое и образует уплотнения, наблюдаемые в виде характерной структуры. Так, например, корональные лучи вызваны движением через корону корпускулярных потоков, в частности, образующихся во время вспышки.

§ 128. Цикл солнечной активности

Количество пятен и других связанных с ними проявлений солнечной активности периодически меняется. Эпоха, когда количество центров активности наибольшее, называется *максимумом солнечной активности*, а когда их совсем или почти совсем нет, — *минимумом*.

В качестве меры степени солнечной активности пользуются условными *числами Вольфа*, пропорциональными сумме общего числа пятен (f) и удесятеренного числа их групп (g):

$$W = k(f + 10g). \quad (9.17)$$

Коэффициент пропорциональности k зависит от мощности применяемого инструмента. Обычно числа Вольфа усредняют (например, по месяцам или годам) и строят график зависимости солнечной активности от времени. На рис. 148 изображена типичная кривая солнечной активности, из которой видно, что максимумы и минимумы чередуются в среднем через каждые 11 лет, хотя промежутки времени между отдельными последовательными максимумами могут колебаться в пределах от 7 до 17 лет.

В эпоху минимума в течение некоторого времени пятен на Солнце, как правило, совсем нет. Затем они начинают появляться далеко от экватора, примерно на широтах $\pm 35^\circ$. В дальнейшем зона пятнообразования постепенно спускается к экватору

(закон Шперера). Однако в областях, удаленных от экватора меньше чем на 8° , пятна бывают очень редко.

Важной особенностью цикла солнечной активности является закон изменения магнитной полярности пятен. В течение каждого 11-летнего цикла все ведущие пятна биполярных групп

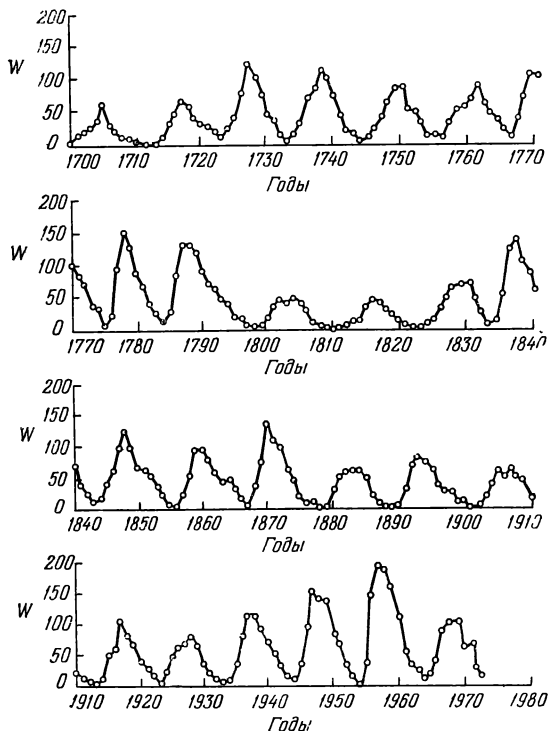


Рис. 148. Изменение чисел Вольфа со временем.

имеют некоторую полярность в северном полушарии и противоположную в южном. То же самое справедливо для хвостовых пятен, у которых полярность всегда противоположна полярности ведущего пятна. В следующем цикле полярность ведущих и хвостовых пятен меняется на противоположную. Одновременно с этим меняется полярность и общего магнитного поля Солнца, полюсы которого находятся вблизи полюсов вращения.

Одиннадцатилетней цикличностью обладают и многие другие характеристики: доля площади Солнца, занятая факелами и флоккулами, частота вспышек, количество протуберанцев, а также форма короны и мощность солнечного ветра.

В эпоху минимума солнечных пятен корона имеет вытянутую форму, которую придают ей длинные лучи, искривленные в направлении вдоль экватора. У полюсов наблюдаются характерные короткие лучи — «полярные щеточки». Во время максимума пятен форма короны округлая благодаря большому количеству прямых радиальных лучей.

Причина цикла солнечной активности — одна из наиболее увлекательных загадок Солнца. Скорее всего, она связана с некоторым колебательным процессом, происходящим в подфотосферных слоях, в котором принимает активное участие магнитное поле. Согласно одним гипотезам слабое магнитное поле Солнца, постоянно наблюдаемое в фотосфере, периодически усиливается в результате конвективных движений, «запутывающих» силовые линии магнитного поля. Согласно другим гипотезам считается, что поле усиливается из-за неодинаковой скорости вращения на разных гелиографических широтах, в результате чего меридиональные силовые линии вытягиваются параллельно экватору и, обвиваясь вокруг Солнца, приводят к образованию трубок силовых линий магнитного поля. Области с усиленным магнитным полем расширяются вследствие магнитного давления, становятся легче окружающего газа и, всплывая, порождают различные явления солнечной активности.

§ 129. Общие сведения

Вокруг Солнца движется множество тел, весьма различных по своим характеристикам. Кроме планет, в состав Солнечной системы входят их спутники, астероиды (малые планеты), кометы, метеорные потоки, метеорные тела, межпланетный газ.

Планеты Меркурий, Венера, Марс, Юпитер и Сатурн были известны в древности. Уран открыт В. Гершелем в 1781 г. В 1846 г. открыта 8-я планета, Нептун (см. § 57). В 1930 г. американский астроном К. Томбо нашел на негативах медленно движущийся звездообразный объект 15^m , который оказался новой, девятой планетой. Ее назвали Плутонем. Томбо в течение многих лет продолжал поиски возможных занептунных планет. Он установил, что в поясе $\pm 7^\circ,5$ от эклиптики за орбитой Нептуна нет каких-либо других планет ярче 18^m .

Спутник Земли Луна — наиболее заметный небесный объект после Солнца. Галилей обнаружил, что вокруг Юпитера также движутся спутники. Впоследствии спутники были открыты у Сатурна, Марса, Урана и Нептуна. Поиски и открытия спутников продолжаются до самого последнего времени. Открытие новых астероидов и комет происходит почти каждый год.

Планеты Меркурий, Венера, Земля и Марс по своим физическим характеристикам заметно отличаются от Юпитера, Сатурна, Урана и Нептуна. Меркурий, Венера, Марс и Земля объединяются в одну группу планет типа Земли. Юпитер, Сатурн, Уран и Нептун в другую — группу планет типа Юпитера или планет-гигантов. Наши представления о планетах-гигантах гораздо менее определенны, так как мы не можем пользоваться аналогией с Землей при анализе наблюдений. На дисках Марса, Юпитера и Сатурна заметно множество интересных деталей. Одни из них принадлежат поверхности планет, другие — их атмосфере (облачные образования). В прошлом наблюдениям этих деталей придавалось большое значение, так как они давали единственный способ хотя бы что-то узнать о природе планет. Однако атмосферное дрожание не позволяет при наблюдениях с Земли безгранично улучшать качество изображения даже при использовании самых мощных телескопов. Предел (угловое разре-

ние $0'',2-0'',3$) был достигнут уже в начале нашего столетия, и сейчас наблюдения деталей на дисках планет ведутся только для регистрации их изменений. Чтобы обнаружить новые детали, более тонкие, чем удавалось раньше, планеты фотографируются с помощью фототелевизионных камер, установленных на борту космических аппаратов. На таких изображениях видны детали в десятки и сотни раз меньшие, чем можно различить с Земли (см. § 134—137). Большую роль в изучении поверхности и атмосферы планет играют астрофизические методы — спектроскопия и фотометрия в различных диапазонах, включая ультрафиолетовую и инфракрасную области, а также радиоастрономия. При этом измерения проводятся как с помощью наземных телескопов, так и приборов, установленных на борту пролетных и орбитальных автоматических межпланетных станций (см. § 115). В последнем случае имеется возможность изучать планеты гораздо более детально. Спускаемые аппараты позволяют проводить прямые исследования физико-химических свойств атмосферы и поверхности. На Луне выполнялись исследования с помощью сложных подвижных автоматов («Луноходы») и непосредственно астронавтами, доставлявшими на ее поверхность. В результате полетов советских и американских АМС к планетам Солнечной системы и к Луне наши знания о них в течение последних десяти лет существенно расширились. В особенности это касается Венеры и Марса, исследования которых с помощью космических аппаратов проводились многократно и имеют характер последовательно развивающейся длительной программы.

Полеты космических аппаратов стали сейчас главным направлением планетных исследований. Однако наземные наблюдения планет еще долгое время будут иметь важное значение по двум причинам: 1) на космические аппараты трудно установить очень большие приборы — такие, как радиолокационные антенны и спектрографы высокой разрешающей силы; 2) космические аппараты пока не позволяют проводить достаточно длительного слежения за планетами, необходимого для изучения всякого рода изменений (сезонные изменения на Марсе, движения облаков на Юпитере и т. д.).

Наземные астрономические обсерватории еще долгие годы будут наблюдать планеты и получать интересные данные о них. Но планетные исследования в целом уже не являются частью астрофизики, как это было 10—15 лет назад. Большой вклад в них вносят теперь геофизика, геохимия, геология, и на стыке этих наук с астрономией на наших глазах рождается новая область науки или даже целая ветвь связанных между собой наук, занимающихся изучением планет (физика планет, планетохимия, планетология).

§ 130. Планета Земля

Мы знаем о Земле намного больше, чем о других планетах Солнечной системы. Поэтому прежде чем перейти к ним, мы остановимся на физических характеристиках Земли. Такие вопросы, как форма Земли, ее масса, движение по орбите, вращение, уже разбирались, и мы не будем к ним возвращаться. Мы рассмотрим здесь в общих чертах внутреннее строение Земли, строение ее атмосферы, данные о физических условиях на границе атмосферы и межпланетного пространства.

Литосфера и гидросфера. Рассматривая физическое строение Земли по вертикали, можно убедиться, что она представляет собой ряд концентрических сферических или почти сферических оболочек: самая внешняя оболочка — газовая *атмосфера*, затем идет жидкая оболочка — *гидросфера*, которая частично покрывает основную массу планеты — *литосферу*. Литосфера и атмосфера в свою очередь разделяются на ряд сферических слоев, не одинаковых по своим физическим свойствам.

Рассмотрим сначала литосферу. Как изменяются ее свойства с глубиной. Казалось бы, мы не в состоянии ничего об этом узнать, находясь на ее поверхности. Ведь самые глубокие скважины до недавнего времени не превышали 6 км и только в последние годы был поставлен вопрос о бурении сверхглубоких скважин глубиной 10—20 км. Но ведь и это очень мало в сравнении с радиусом Земли.

Тем не менее кое-что о строении литосферы мы знаем. Информацию об этом нам дают момент инерции Земли и *землетрясения*. Средняя плотность Земли равна $5,5 \text{ г/см}^3$. Это почти вдвое больше, чем плотность поверхностных пород (около 3 г/см^3). Следовательно, с глубиной плотность возрастает. Момент инерции шара, плотность которого возрастает к центру, меньше, чем у однородного шара. Чем больше концентрируется масса к центру, тем меньше момент инерции. Момент инерции Земли можно определить по скорости прецессии точек равноденствия. Он равен 0,83 от момента инерции однородного шара. Этот факт уже накладывает определенные ограничения на степень концентрации массы к центру; она не может быть ни очень большой, ни очень малой.

Дальнейшее уточнение дает *сейсмология* — наука о землетрясениях. Установлено, что время землетрясений, так же как и во время сильных взрывов, в литосфере (от некоторой точки, называемой эпицентром) распространяются сейсмические волны, достигающие самых глубоких слоев Земли. Эти волны регистрируются сейсмографами — приборами, записывающими колебания почвы.

Сейсмические волны бывают двух типов: продольные и поперечные. В продольных волнах частицы сдвигаются вдоль направления распространения волны (как в звуковых волнах), в поперечных — перпендикулярно к этому направлению. Скорость продольных волн больше, чем поперечных. Когда сейсмическая волна встречает какую-либо границу раздела, происходит ее отражение и преломление.

Наблюдая сейсмические колебания в различных точках земной поверхности и зная время пробега волн различных типов, можно определить глубину границ, на которых происходит изменение свойств пород, и величину самих изменений.

Поперечные волны не могут распространяться в жидкой среде, так как жидкость не сопротивляется поперечному сдвигу. Поэтому наличие поперечных волн говорит о том, что литосфера является твердой вплоть до больших глубин. Однако в начале этого столетия было доказано, что, начиная с глубины 3000 км, поперечные волны распространяться не могут. Отсюда был сделан вывод: внутренняя часть литосферы образует *ядро*, которое находится в расплавленном состоянии. Более поздние исследования показали, что ядро делится на две зоны: *внутреннее ядро* (радиус около 1300 км), которое, вероятно, является твердым, и жидкое внешнее ядро (радиус около 3400 км). Твердая оболочка тоже неоднородна — в ней имеется резкая поверхность раздела на глубине около 40 км. Эта граница называется *поверхностью Мохоровичича*. Область выше поверхности Мохоровичича называется *корой*, ниже — *мантией*. Мантия, как и кора, находится в твердом состоянии, за исключением отдельных лавовых «карманов». Плотность мантии нарастает с глубиной от 3,3 г/см³ у поверхности Мохоровичича до 5,2 г/см³ у границы ядра. На границе ядра она скачком возрастает до 9,4 г/см³. Плотность в центре Земли находится в пределах от 14,5 г/см³ до 18 г/см³. У нижней границы мантии давление достигает 1 300 000 атм. В лабораториях таких высоких давлений пока получить не удалось. Долгое время существовала уверенность, что ядро состоит из расплавленного железа, однако многие сейчас полагают, что его состав такой же, как и мантии (скорее всего, окислы кремния, магния, железа), а разница в физических свойствах вызвана высоким давлением.

При спуске в шахты температура быстро повышается — примерно 20° на км. Если бы температура нарастала такими темпами в глубину, то в центре Земли она превышала бы 100 000 °К. Но известно, что мантия находится в твердом состоянии и, следовательно, ее температура нигде не может превышать точки плавления. Это дает верхний предел температуры 5000 °К у нижней границы мантии. Температура в центре Земли, по-видимому, не превышает 10 000 °К. Поскольку темп увели-

чения температуры с глубиной в среднем падает с приближением к центру Земли, источники тепла должны быть сосредоточены во внешних частях литосферы, скорее всего, в мантии. Единственной мыслимой причиной разогрева мантии является радиоактивный распад. В отдельных местах температура мантии превышает температуры плавления пород, и здесь образуются лавовые карманы. Предполагается, что с процессами, происходящими в области лавовых карманов, связаны вулканическая деятельность и землетрясения.

Кора имеет неоднородную структуру. В области океанических впадин ее толщина значительно меньше, чем на материках. Сейчас считают, что кора вместе с гидросферой и атмосферой образовалась в результате вулканической деятельности — выброса лавы, пара и газов из внутренних частей мантии. Вулканическая деятельность также привела к образованию гор. Возраст земной коры оценивается примерно в $4,5 \cdot 10^9$ лет. Эта величина была вычислена по относительному содержанию радиоактивных элементов и продуктов их распада.

71% земной поверхности занимают океаны, образующие основную часть гидросферы. Как мы увидим далее, Земля — единственная планета Солнечной системы, обладающая гидросферой. Циркуляция воды в гидросфере и ее большая теплоемкость уравнивают климатические условия на различных широтах. Гидросфера поставляет водяной пар в атмосферу. Водяной пар благодаря инфракрасному поглощению создает значительный *парниковый эффект*, поднимающий среднюю температуру поверхности Земли примерно на 40°C . Физическая сущность этого эффекта такова. Солнечное излучение, максимум в распределении энергии которого находится у $0,55 \text{ мк}$, слабо поглощается земной атмосферой и достигает земной поверхности. Поглощенное поверхностью, оно переизлучается ею в инфракрасной области (максимум у 10 мк , соответствующий, согласно закону Вина, средней температуре Земли 290°K). Но в инфракрасной области водяной пар поглощает часть этого излучения, и равновесная температура Земли оказывается выше, чем она была бы без «рубашки» из водяного пара. Гидросфера влияет на климат и другими путями. Она запасает большие количества тепла летом и постепенно отдает их зимой, смягчая сезонные колебания температуры на континентах. Она переносит, кроме того, тепло из экваториальных районов в умеренные и даже полярные широты.

Наличие гидросферы сыграло решающую роль в возникновении жизни на Земле. Мы знаем сейчас, что жизнь зародилась в океанах, и прошли миллиарды лет, прежде чем стала обитаемой суша.

Атмосфера. Атмосфера Земли вплоть до самых ее высоких слоев исследована значительно лучше, чем литосфера. Изучение верхних слоев земной атмосферы и примыкающих к ней частей межпланетного пространства особенно интенсивно производилось в течение последнего десятилетия с ракет и искусственных спутников Земли. Полученные при этом сведения помогают нам понять свойства атмосфер других планет. Химический состав атмосферы Земли на уровне моря приведен в табл. 7. Основными компонентами являются кислород (около 20%) и азот (около 80%). Современный состав атмосферы Земли, по-видимому, сильно отличается от первичного, который имел место $4,5 \cdot 10^9$ лет назад, когда сформировалась кора. Так, например, принято считать, что кислород образовался в результате жизнедеятельности растений. Первичная атмосфера содержала, по-видимому, много углекислоты и мало кислорода.

ТАБЛИЦА 7

Химический состав земной атмосферы

(на уровне моря)

Составляющая	Процентное содержание (по объему)
Азот, N_2	78
Кислород, O_2	21
Углекислый газ, CO_2	0,03
Аргон, Ar	0,93
Неон, Ne	$1,8 \cdot 10^{-3}$
Гелий, He	$5,2 \cdot 10^{-4}$
Криптон, Kr	$1,1 \cdot 10^{-4}$
Ксенон, Xe	$8,7 \cdot 10^{-6}$
Водород, H_2	$5 \cdot 10^{-7}$
Метан, CH_4	$1,5 \cdot 10^{-6}$
Закись азота, N_2O	$5 \cdot 10^{-7}$
Важные переменные составляющие:	
водяной пар, H_2O	0—2
озон, O_3	$3 \cdot 10^{-6}$ на уровне моря, от 1 до $3 \cdot 10^{-4}$ на высоте 20—30 км

То количество кислорода, которое содержится в земной атмосфере, может быть выделено растениями за несколько тысяч лет. Содержание углекислоты в атмосфере регулируется биологическими процессами: она исчезает в результате фотосинтеза, а возвращается обратно при дыхании живых растений и живот-

ных и при разложении погибших. Период кругооборота CO_2 составляет около 35 лет. Азот тоже содержится в органической материи и проходит сложный цикл изменений в биосфере. Период этого кругооборота, однако, значительно больше — около 10^8 лет. Таким образом, биосфера — растения, животные и микроорганизмы — существенно влияет на такую общую характеристику планеты Земли, как химический состав ее атмосферы.

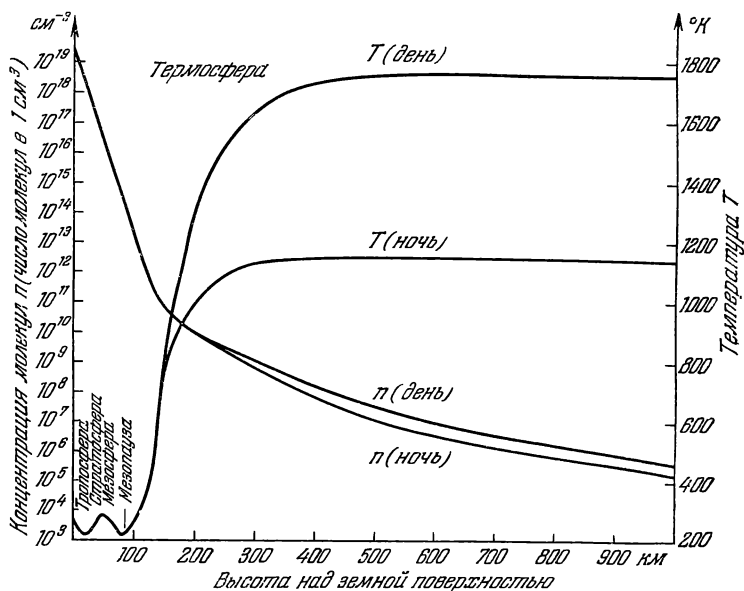


Рис. 149. Зависимость температуры T и полной концентрации молекул n от высоты в земной атмосфере (в эпоху максимума солнечной активности).

На рис. 149 и 150 показана вертикальная структура земной атмосферы. Внизу расположена *тропосфера*. В тропосфере температура быстро (в среднем 6 град/км) падает с высотой. Причина этого состоит в том, что тропосфера нагревается инфракрасным излучением земной поверхности, которое очень сильно в ней поглощается из-за большого содержания водяного пара. Иными словами, лучистая теплопроводность тропосферы мала, и в результате перепад температуры в ней велик. Часть тепла, излучаемого поверхностью, отводится в тропосфере конвекцией, и поэтому тропосфера называется иногда *конвективной зоной* атмосферы. Над тропосферой находится *стратосфера*, в которой температура мало меняется с высотой, и в первом приближении ее можно считать постоянной. Она составляет около 220°K . В стратосфере инфракрасное излучение, идущее снизу, поглощается слабо, ее лучистая теплопроводность велика, и поэтому

мал перепад температуры. Уменьшение инфракрасного поглощения с высотой объясняется тем, что водяной пар вымерзает при уменьшении температуры. Граница между тропосферой и стратосферой называется *тропопаузой*. В средних широтах она расположена на высоте 11—12 км.

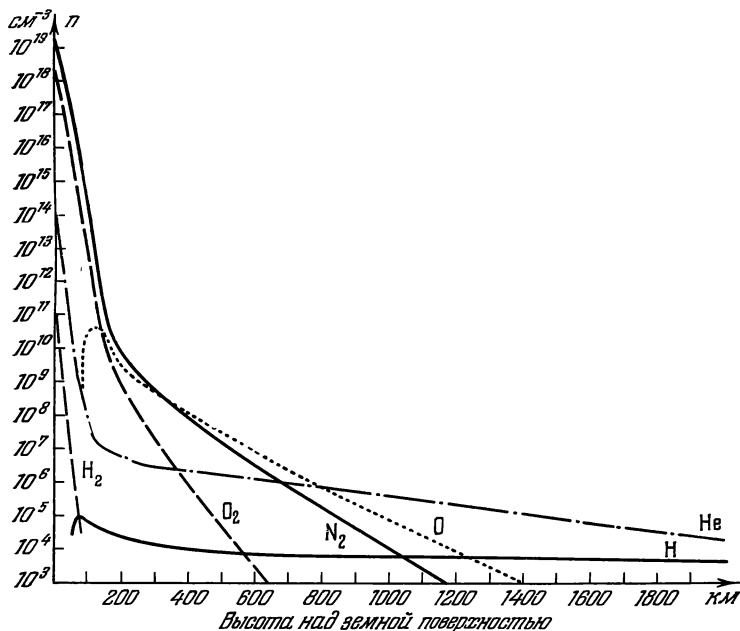


Рис. 150. Изменение химического состава верхней атмосферы с увеличением высоты. По оси ординат отложена концентрация n молекул каждого компонента в зависимости от высоты.

Разность температур между низкими и высокими широтами сглаживается благодаря явлению циркуляции атмосферы. В низких широтах атмосферные массы нагреваются и поднимаются вверх, на их место приходят более холодные с севера и с юга. Вблизи поверхности воздух движется от полюсов к экватору, а в верхней части тропосферы в обратном направлении. Кориолисова сила смещает линии тока, создавая составляющие, направленные по параллелям, и в результате образуются своеобразные циркуляционные петли с горизонтальными масштабами порядка нескольких тысяч километров. На Земле картина общей циркуляции сильно усложняется присутствием океанов, теплоемкость которых очень велика. Поднятие воздушных масс над относительно теплыми водными пространствами приводит к тому, что возникают местные движения, направленные по ра-

диусам к некоторому центру. Под влиянием кориолисовой силы движения становятся спиральными. Образуется большая местная циркуляционная ячейка, называемая циклоном. В отношении холодных областей направления движений обратные, и в этом случае может сформироваться антициклон. Динамические процессы такого рода в общем определяют все явления смены погоды, и их исследование очень важно для ее прогноза.

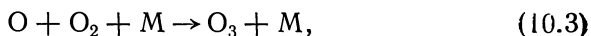
На высоте 20—25 км начинается увеличение температуры. Причиной этого увеличения является экзотермическая (т. е. сопровождающаяся выделением тепла) фотохимическая реакция разложения озона



Озон появляется в результате фотохимического разложения O_2



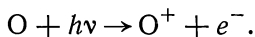
и последующей реакции тройного соударения



где М — третья молекула.

В результате реакции (10.1) озон поглощает ультрафиолетовое излучение в области от 2000 до 3000 Å, и это излучение разогревает атмосферу. Температура растет примерно до 50 км, где достигает максимума (около 270 °К). Эта сравнительно теплая область атмосферы называется *мезосферой* (или *озоносферой*). Озон, находящийся в верхней атмосфере, служит своеобразным щитом, охраняющим нас от действия ультрафиолетового излучения Солнца. Без этого щита развитие жизни на суше в ее современных формах вряд ли было бы возможно.

Над мезосферой расположен температурный минимум — *мезопауза*. Выше температура вновь начинает расти. Причиной является поглощение ультрафиолетового излучения Солнца на высотах 150—300 км, обусловленное ионизацией атомарного кислорода



Над мезопаузой температура растет непрерывно до высоты около 400 км, где она достигает днем в эпоху максимума солнечной активности 1800 °К. В эпоху минимума солнечной активности эта предельная температура может быть меньше 1000 °К. Выше 400 км атмосфера изотермична. Область изотермии называется *термосферой*.

В § 120 мы познакомились с понятием *шкалы высот* (формула 9.5)

$$H = \frac{RT}{\mu g}.$$

Это соотношение можно записать также в виде

$$H = \frac{kT}{\mu m_{\text{H}} g}, \quad (10.4)$$

где k — постоянная Больцмана ($1,38 \cdot 10^{-16}$ эрг/град) и $m_{\text{H}} = 1,67 \cdot 10^{-24}$ г — масса атома водорода.

Чем больше температура и легче молекулы, тем медленнее уменьшаются с высотой давление p и концентрация молекул n , т. е. число молекул в 1 см^3 (они связаны простым соотношением $p = nkT$).

Возникает вопрос, какой молекулярный вес надо подставить в формулу (10.4) — средний или индивидуальный для каждого газа (каждого компонента), находящегося в атмосфере? Если средний, то химический состав не будет изменяться с высотой; если индивидуальный для каждой составляющей, то относительное содержание легких компонентов будет увеличиваться с высотой. Легко понять, что средний вес надо брать в том случае, если газы перемешаны между собой механически. К *перемешиванию* приводят процессы конвекции, восходящие и нисходящие потоки газа. В обратном направлении действует процесс *диффузии*, который стремится установить для каждого газа свою шкалу высот. Скорость диффузии обратно пропорциональна давлению. На уровне моря она ничтожна и становится сравнимой со скоростью перемешивания только на высотах 100—120 км.

Часть атмосферы, расположенная ниже 100—120 км, называется областью полного перемешивания; часть, расположенная выше, — областью диффузионного разделения. Относительный химический состав атмосферы в области полного перемешивания не меняется с высотой¹⁾. В этом случае в формулу (10.4) надо подставлять средний молекулярный вес μm_{H} . На уровне моря средний молекулярный вес атмосферы равен 29. Средняя температура на уровне моря $T = 290^\circ \text{K}$ и ускорение силы тяжести $g = 980 \text{ см/сек}^2$. Подставляя эти величины в формулу (10.4), получим

$$H = \frac{1,38 \cdot 10^{-16} \cdot 290}{29 \cdot 1,67 \cdot 10^{-24} \cdot 980} = 8 \cdot 10^5 \text{ см} = 8 \text{ км.}$$

На высоте 8 км, следовательно, давление примерно в 3 раза меньше, чем на уровне моря. Если мы поднимаемся на высоту 100 км, то там давление и концентрация молекул будут примерно в миллион раз меньше, чем на уровне моря.

¹⁾ Небольшие изменения могут быть из-за диссоциации молекул и конденсации (например, H_2O).

Выше 100—120 км в области диффузионного разделения большая часть кислорода находится в атомарном состоянии, в то время как азот остается в молекулярном виде. Поэтому относительное содержание азота уменьшается с высотой. В результате на высотах 400—500 км, где концентрация в 10^{11} — 10^{12} раз меньше, чем на уровне моря, атмосфера состоит главным образом из кислорода. Но шкала высот для гелия в 8, а для водорода в 16 раз больше, чем для кислорода. В результате выше 700 км основными составляющими являются уже гелий и водород. На высоте 1000 км концентрация молекул составляет в среднем $3 \cdot 10^5 \text{ см}^{-3}$, т. е. в 10^{14} раз меньше, чем на уровне моря. Самые внешние части атмосферы, состоящие из водорода, простираются на расстояние до нескольких земных радиусов, образуя водородную *геокорону*. Концентрация водородных атомов в геокороне 10^2 — 10^3 см^{-3} .

Необходимо сказать несколько слов о методах исследования атмосферы на больших высотах. Вплоть до высот около 300 км давление с достаточной точностью определяется манометрами, установленными на ракетах. На больших высотах такие манометры использовать трудно, так как приборы и корпус ракеты выделяют больше газа, чем содержится в окружающей атмосфере. Начиная с высоты 200 км плотность атмосферы очень точно определяется по торможению искусственных спутников Земли. Этим способом плотность вычислена до высоты 1800 км. Установлено, что выше 300 км плотность атмосферы днем в несколько раз больше, чем ночью. Это объясняется тем, что днем выше температура термосферы и больше шкала высот H .

Масс-спектрометры, установленные на ракетах и спутниках, позволяют определить относительный химический состав атмосферы на больших высотах. Зная зависимость плотности от высоты, можно определить шкалу высот, а зная ее и химический состав атмосферы, найти по формуле (10.4) температуру.

На высоте 500 км плотность атмосферы такова, что длина свободного пробега молекул и атомов становится приблизительно равной шкале высот $H \approx 100 \text{ км}$. Наиболее вероятная скорость атомов (см. § 104) равна

$$v^* = \sqrt{\frac{2kT}{m}}.$$

Часть атомов той же массы m имеет скорость большую v^* , часть — меньшую. Какая-то доля молекул улетает с критической уровня со скоростями, превышающими параболическую (11 км/сек), и покидает Землю навсегда. Это явление называется диссипацией атмосферных газов. Чем больше температура, легче молекула и чем меньше параболическая скорость, тем быстрее идет диссипация.

Оценки скорости диссипации показывают, что количество кислорода в атмосфере Земли уменьшится в 3 раза через 10^{26} лет, а количество водорода всего лишь через 10^3 лет. При этом предполагается, что потери вследствие диссипации не возмещаются поступлением в атмосферу новых количеств газа. Приведенные числа показывают, что Земля теряет кислород достаточно медленно и его утечкой можно пренебречь. Водород и гелий улетучиваются, наоборот, очень быстро, и если мы находим их в атмосфере, то это означает, что их потеря непрерывно возмещается. Возмещение водорода происходит за счет диссоциации водяного пара ультрафиолетовым излучением Солнца, а гелий выделяется земной корой благодаря процессам радиоактивного распада.

Ионизация O, O₂, N₂ ультрафиолетовым излучением Солнца приводит к образованию ионов и электронов в верхней атмосфере. Таким образом, термосфера представляет собой ионизованный газ — *плазму*, и часто ее называют *ионосферой*, подчеркивая тот факт, что она содержит заряженные частицы. Плотность положительных и отрицательных зарядов в каждой точке ионосферы, как и любой плазмы, одинакова. Если вследствие случайных флуктуаций возникает даже небольшой избыток зарядов одного знака, этот избыток притягивает заряды другого знака и равновесие восстанавливается. Это свойство называется квазинейтральностью плазмы. Приставка квази¹⁾ означает, что плазма все же ведет себя иным образом, чем газ, состоящий из нейтральных частиц. Подвижность электронов много больше, чем подвижность ионов, и они быстрее реагируют на изменение электрического и магнитного поля. Плазма преломляет, отражает и поглощает электромагнитные колебания.

Концентрация электрических зарядов (электронная концентрация равна ионной) в земной атмосфере на высоте 300 км составляет днем около 10^6 см^{-3} . Плазма такой плотности отражает радиоволны длиной 20 м, а более короткие пропускает. Критическая частота (граница пропускания) зависит от электронной концентрации и равна

$$\nu_0 = 9 \cdot 10^3 \sqrt{n_e} \text{ гц.}$$

Так как интенсивность ультрафиолетового излучения Солнца изменяется, то изменяется и ν_0 . Казалось бы, ночью электронная плотность должна быть равна нулю и ионосфера должна исчезать, поскольку источник ионизации отсутствует. Действительно, нижняя часть ионосферы (слой D, на высоте около 70 км) ночью исчезает и вновь формируется утром. Однако наиболее плотная и протяженная часть ионосферы (слой F, на высоте

¹⁾ Квази — по-латыни «мнимый».

200—500 км) сохраняется ночью. Причина этого состоит в том, что процесс рекомбинации (соединения) ионов и электронов идет быстрее в более глубоких слоях атмосферы и медленнее в более высоких и разреженных.

На рис. 151 показана зависимость электронной концентрации n_e в ионосфере от высоты. Эта кривая не является гладкой, на ней имеются отдельные скачки. Уровни, на которых находятся

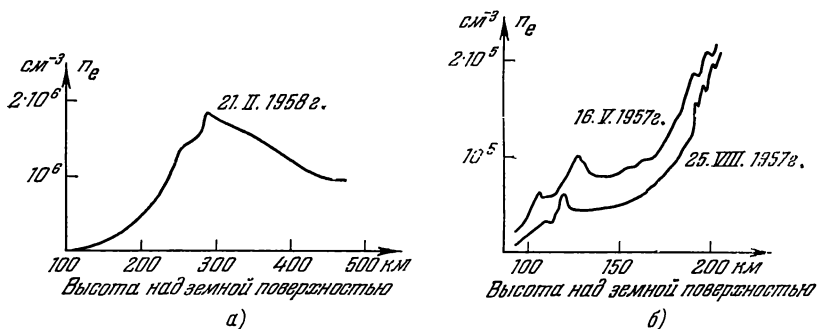


Рис. 151. Зависимость электронной концентрации от высоты по различным измерениям.

а) высота от 100 до 500 км, б) высота от 100 до 200 км

скачки, отражают радиоволны с частотой больше ν_0 . Таким образом, посылая в ионосферу радиоволны различной частоты и регистрируя их отражение, можно определить зависимость n_e от высоты. На этом принципе основана работа ионосферных станций. Приборы, установленные на искусственных спутниках Земли, измеряют плотность электрических зарядов в ионосфере непосредственно.

Хотя зависимость n_e от высоты является непрерывной, исторически сложилось условное деление ионосферы на «слои». О слоях D и F мы уже говорили. Между слоями D и F находится еще один слой E (днем $n_e \approx 10^5 \text{ см}^{-3}$). Он получается в результате ионизации O_2 на высоте около 100 км. Представление о ионосферных слоях с резкими границами возникло в результате зондирования радиоволнами. Теперь мы знаем, что границы слоев — это просто небольшие неоднородности в распределении электронной плотности по высоте, вызывающие отражение радиоволн.

При рекомбинации ионов и электронов (а также атомов в молекулы) часто получают возбужденные атомы и молекулы, которые дают слабое излучение, наблюдаемое ночью (или днем с больших высот) как свечение неба. К свечению приводят также некоторые химические реакции в верхней атмосфере.

Свечение ночного неба ограничивает минимальную яркость космических объектов, которые можно наблюдать с Земли. Звездная величина яркости ночного неба составляет 4^m с квадратного градуса или 22^m с квадратной секунды.

Поскольку радиус нормального диска дрожания звезды равен около $1''$, нетрудно подсчитать, что звезды, на одну-две величины слабее 22^m , будут «забываться» фоном свечения ночного неба. Спектр свечения ночного неба довольно сложен. Он содержит непрерывную эмиссию, на которую накладывается большое число линий излучения. Одна из самых ярких линий — зеленая λ 5577 Å, другая — красная λ 6300 Å. Обе линии принадлежат атомарному кислороду и являются запрещенными. Начиная примерно с 6000 Å и до 4 мк простирается серия сильных полос излучения молекулы свободного гидроксила ОН. Днем свечение верхней атмосферы наблюдалось с ракет. Установлено, что днем оно гораздо сильнее, чем ночью.

При наблюдениях с поверхности Земли яркость дневного неба примерно в 10^7 раз больше, чем ночного. Эта яркость обусловлена рассеянием солнечного света в нижних слоях атмосферы. Рассеяние производится молекулами газа (рэлеевское рассеяние) и аэрозолями, т. е. твердыми и жидкими частицами, размерами в несколько микрон. Они достаточно малы, чтобы долго удерживаться во взвешенном состоянии в атмосфере, но достаточно велики, чтобы сильно рассеивать солнечный свет. Когда Солнце заходит за горизонт, наступают *сумерки*, при которых солнечные лучи освещают атмосферу, начиная лишь с определенной высоты (см. рис. 21). Чем глубже погружение Солнца под горизонт, тем больше эта высота и тем меньше яркость неба. При погружении Солнца на 18° рассеяние солнечного света атмосферой перестает быть заметным совсем, и яркость неба определяется только излучением верхней атмосферы. Рэлеевское рассеяние резко усиливается с уменьшением длины волны, так как яркость рассеянного света пропорциональна λ^{-4} . Этим объясняется голубой цвет дневного неба. Если в нижней атмосфере много аэрозолей, небо становится белесоватым, так как их рассеивающая способность слабее зависит от длины волны.

§ 131. Магнитное поле Земли, полярные сияния и радиационные пояса. Связь солнечных и земных явлений

Магнитное поле Земли, отклоняющее стрелку компаса, сыграло в свое время большую роль в развитии мореплавания, так как компас позволял морякам ориентироваться в любую погоду. Свободно подвешенная стрелка компаса указывает, од-

нако, не точно на север, а на северный магнитный полюс: она стремится стать параллельно силовым линиям магнитного поля. Угол между направлением стрелки компаса и истинным направлением на север называется магнитным склонением, угол между силовой линией и горизонтальной плоскостью — наклоном. Наибольшее наклонение наблюдается на *магнитных полюсах* Земли (90°).

Положения магнитных полюсов меняются со временем. Установлено, что северный магнитный полюс дрейфует со скоростью 5—6 км в год. Магнитные силовые линии Земли в среднем близки к силовым линиям некоторого диполя, отличаясь от них местными нерегулярностями, связанными с наличием намагниченных пород в коре. Этот воображаемый диполь, поле которого ближе всего соответствует истинному, называется эквивалентным магнитным диполем. Ось эквивалентного диполя называется геомагнитной. Точки пересечения геомагнитной оси с поверхностью Земли — геомагнитные полюсы — не совпадают с магнитными полюсами, так как поле эквивалентного диполя не вполне точно совпадает с полем Земли. Аналогично географическим координатам можно ввести *геомагнитную широту* и *долготу*. Система геомагнитных координат часто применяется в исследованиях различных явлений, связанных с магнитным полем Земли: полярных сияний, магнитных бурь и т. д. (см. ниже). Положение геомагнитных полюсов со временем практически не меняется. Географические координаты северного геомагнитного полюса $\varphi = 78^\circ,6$ с. ш. и $\lambda = 70^\circ,1$ з. д. (Северная Гренландия).

Напряженность поля на геомагнитных полюсах достигает 0,63 э (эрстед), а на геомагнитном экваторе 0,31 э. Искусственные спутники Земли и космические ракеты позволили измерить магнитное поле Земли на больших расстояниях. На рис. 152 показана зависимость напряженности поля от расстояния, найденная по измерениям на советских космических ракетах. Вдали от поверхности неоднородности поля сглаживаются, и оно становится очень близким к полю эквивалентного диполя.

Магнитное поле Земли испытывает вековые изменения. Скорость и характер изменения различны в различных географических точках. Большой интерес представляет в связи с этими изменениями явление палеомагнетизма. Оно состоит в том, что при охлаждении и застывании лавы (а также и в ряде других случаев, например, при отжиге кирпича, осаждении глины на дне озер) материал сохраняет слабую намагниченность, причем направление поля остается таким же, как при формировании материала. Изучая в лаборатории магнитные свойства таких образцов, можно установить картину магнитного поля в древние эпохи. Применение этого метода привело к очень

интересным выводам, которые, правда, еще не являются окончательными. Например, было найдено, что магнитное поле Земли в прошлом изменяло знак. Другой вывод указывает на дрейф континентов, которые в прошлом испытывали смещения и повороты.

Происхождение магнитного поля Земли и других планет связано, по-видимому, с так называемым динамо-механизмом.

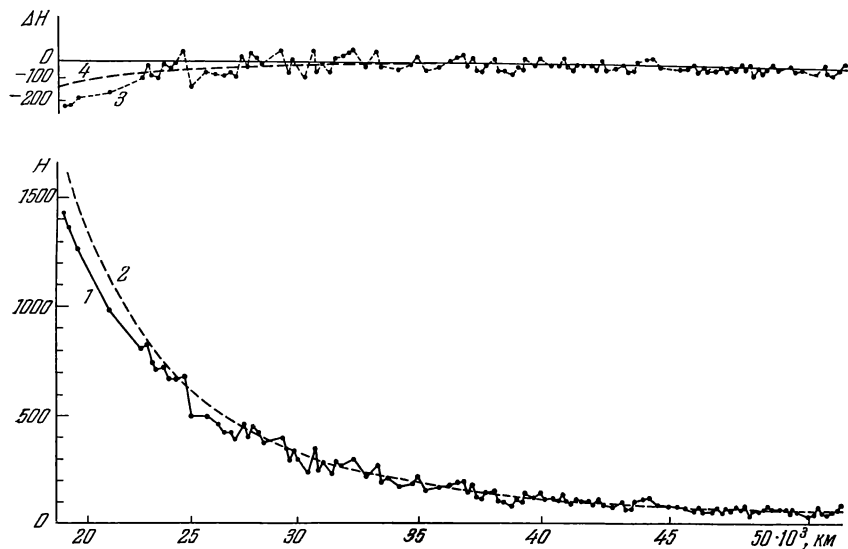


Рис. 152. Напряженность магнитного поля Земли на разных расстояниях по измерениям на второй советской космической ракете.

1—данные измерений, 2—вычисленная зависимость для поля диполя, 3—разность ΔH между 1 и 2, 4—сглаженная кривая.

Предполагается, что магнитное поле возникает благодаря гидродинамическим движениям в жидком ядре. Температура вещества в жидком ядре довольно высокая (несколько тысяч градусов), и оно имеет заметную проводимость. Если в ядре имеется какое-либо (пусть вначале очень слабое) начальное магнитное поле, то при пересечении этого поля потоком проводящего вещества возникает электрический ток. Электрический ток создает магнитное поле, которое при благоприятной геометрии течений может усилить начальное поле, а это усилит ток. Процесс усиления будет продолжаться до тех пор, пока растущие с увеличением тока потери на джоулево тепло не уравновесят притоки энергии, поступающей за счет гидродинамических движений.

Магнитное поле Земли оказывает сильное влияние на электрические частицы, движущиеся в межпланетном пространстве около Земли. Эти частицы можно разбить на две группы: *космические лучи*, т. е. электроны, протоны и ядра тяжелых элементов, приходящие с почти световыми скоростями, главным образом из других частей Галактики, и *корпускулярные потоки* — электрические частицы, выброшенные Солнцем. В магнитном поле электрические частицы движутся по спирали; траектория частицы как бы навивается на цилиндр, по оси которого проходит силовая линия. Радиус этого воображаемого цилиндра зависит от напряженности поля и энергии частицы. Чем больше энергия частицы, тем при данной напряженности поля радиус (он называется ларморовским) больше. Если ларморовский радиус много меньше, чем радиус Земли, частица не достигает ее поверхности. Она захватывается магнитным полем Земли. Если ларморовский радиус много больше, чем радиус Земли, частица движется так, как будто бы магнитного поля нет. Расчет показывает, что частицы проникают сквозь магнитное поле Земли в экваториальных районах, если их энергия больше 10^9 эв. Такие частицы вторгаются в атмосферу и вызывают при столкновении с ее атомами ядерные превращения, которые дают определенные количества вторичных космических лучей. Эти вторичные космические лучи уже регистрируются на поверхности Земли. Для исследования космических лучей в их первоначальной форме (первичных космических лучей) аппаратуру поднимают на ракетах и искусственных спутниках Земли. Примерно 99% энергичных частиц, «пробивающих» магнитный экран Земли, являются космическими лучами галактического происхождения и лишь около 1% образуется на Солнце.

В 1958 г., когда аппаратура для исследования космических лучей (счетчики Гейгера и сцинтилляционные счетчики) была впервые запущена на искусственных спутниках Земли, советские и американские исследователи столкнулись с неожиданным явлением: приборы указывали на огромную плотность энергичных частиц в ближайших окрестностях Земли. Это явление было понято не сразу и в последующие годы интенсивно исследовалось. Было установлено, что магнитное поле Земли удерживает огромное число энергичных частиц, как электронов, так и протонов. Их энергия и концентрация зависят от расстояния до Земли и геомагнитной широты. Частицы заполняют как бы огромные кольца или пояса, охватывающие Землю вокруг геомагнитного экватора.

Обнаружены два основных *радиационных пояса*. Внутренний пояс состоит из протонов с энергией около 10^8 эв и электронов с энергией 20—500 кэв. Он начинается на высоте 2400 и кончается на высоте 5600 км и расположен между широтами $\pm 30^\circ$.

Внешний пояс радиации расположен на высотах от 12 000 до 20 000 км и состоит из протонов и электронов меньшей энергии. Понятие поясов в достаточной мере условно, их границы и размеры зависят от того, какие именно частицы и с какими энергиями принимаются в расчет при анализе измерений. На высоте 50 000—60 000 км расположен третий пояс радиации или кольцевой ток, силой до 10^7 а, состоящий из электронов с энергией 200 эв.

Всю область околоземного пространства, заполненную заряженными частицами, движущимися в магнитное поле Земли,

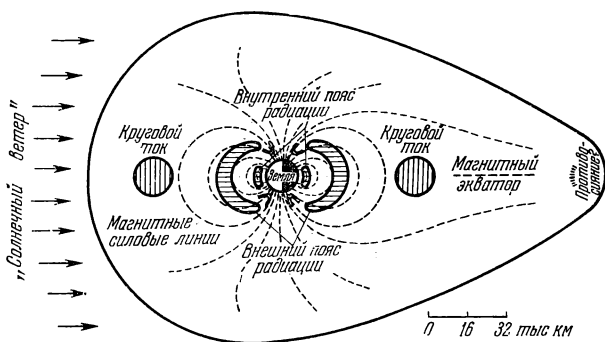


Рис. 153. Магнитосфера с радиационными поясами.

называют *магнитосферой* (рис. 153). Она отделена от межпланетного пространства *магнитопаузой*. Вдоль магнитопаузы частицы корпускулярных потоков («солнечного ветра») обтекают магнитосферу.

О существовании корпускулярных потоков было известно задолго до эпохи искусственных спутников. Еще в XVIII веке было замечено, что магнитное поле Земли может испытывать кратковременные изменения. Склонение и наклонение изменяются и колеблются иногда в течение многих часов, а потом восстанавливаются до прежнего уровня. Это явление называется *магнитной бурей*. Магнитные бури часто начинаются внезапно и одновременно во всем мире.

В высоких широтах во время возмущений магнитного поля наблюдаются *полярные сияния* (рис. 154). Они могут продолжаться несколько минут, но часто видимы в течение нескольких часов. Полярные сияния сильно различаются по форме, цвету и интенсивности, причем все эти характеристики иногда очень быстро меняются во времени. Спектр полярных сияний состоит из эмиссионных линий и полос. В спектре сияний усиливаются некоторые из эмиссий ночного неба, прежде всего зеленая и красная линии λ 5577 Å и λ 6300 Å кислорода. Бывает, что одна из

этих линий во много раз интенсивнее другой, и это определяет видимый цвет сияния: зеленый или красный.

Возмущения магнитного поля сопровождаются также нарушениями радиосвязи в полярных районах. Причиной нарушения являются изменения в ионосфере, которые означают, что во



Рис. 154. Полярное сияние

время магнитных бурь действует мощный источник ионизации. Было установлено, что сильные магнитные бури происходят при наличии вблизи центра солнечного диска больших групп пятен. Последующие наблюдения показали, что бури связаны не с самими пятнами, а с солнечными вспышками, которые появляются во время развития группы пятен.

Жесткое излучение вспышки вызывает в ионосфере резкое добавочное увеличение ионизации, сопровождающееся

возникновением потоков и возмущением общего магнитного поля Земли. Во время вспышки особенно усиливается наиболее жесткий компонент рентгеновских лучей, который увеличивает ионизацию главным образом в ионосферном слое D (в 5—10 раз). Слой начинает сильно поглощать короткие радиоволны, примерно до 100 м, и отражать длинные километровые волны. Первое — приводит к замиранию радиослышимости на коротких волнах, а второе — к усилению слышимости далеких станций на длинных волнах.

Корпускулярное излучение Солнца, также связанное со вспышками, вызывает магнитные бури и полярные сияния.

Корпускулярный поток, обычно движущийся со скоростями в среднем около 1000 км/сек, достигает Земли, как правило, через сутки после того, как наблюдалась хромосферная вспышка. Он представляет собой быстродвижущуюся плазму, которая тормозится магнитным полем Земли, препятствующим движению ионизованного газа поперек магнитных силовых линий. В результате корпускулярный поток останавливается, деформируя при этом магнитные силовые линии, т. е. вызывая возмущения магнитного поля Земли — магнитные бури.

Частицы корпускулярных потоков захватываются магнитным полем Земли и наполняют внешний радиационный пояс. В полярных районах условия для захвата частиц менее благоприятны. Здесь электроны и протоны, двигаясь по спирали вдоль силовой линии, могут проникнуть в атмосферу даже при относительно малых энергиях, соответствующих корпускулярным потокам. В верхних слоях атмосферы частицы корпускулярных потоков создают дополнительную ионизацию, которая изменяет условия распространения радиоволн, и возбуждают свечение, наблюдаемое в виде полярных сияний.

Многие вопросы геофизики, о которых рассказывалось выше, требуют дальнейших исследований и уточнений. Существующие представления, вероятно, изменятся, может быть, даже в самом недалеком будущем. Однако наши знания о других планетах находятся на более низком уровне, и наличие такого относительно хорошо изученного «образца», как Земля, очень важно для понимания природы планет.

§ 132. Луна

Луна — ближайшее к Земле небесное тело. Ее радиус 1737 км, среднее расстояние от Земли 384 400 км.

Масса Луны в 81,3 раза меньше массы Земли, а ускорение силы тяжести на лунной поверхности

$$g = f \frac{M}{R^2} = 163 \text{ см/сек}^2,$$

что примерно в шесть раз меньше земного. Параболическая скорость на лунной поверхности

$$v_{\pi} = \sqrt{2gR} = 2,38 \text{ км/сек}$$

или в 4,6 раза меньше, чем на Земле. Благодаря близости к Земле, малой силе тяжести и малой параболической скорости на поверхности, посадка на Луну космического корабля (и взлет с ее поверхности) может быть осуществлена относительно просто. Поэтому Луна явилась первым естественным небесным телом, на которое высадились космонавты (июль 1969 г., Н. Армстронг и Э. Олдрин).

Отношение массы Луны к массе Земли (1/81,3) очень велико по сравнению с аналогичными величинами для спутников других планет. Следующее по порядку место занимает спутник Нептуна Тритон, но его масса уже в 700 раз меньше массы планеты. Поэтому есть основание считать систему Земля — Луна двойной планетой. Другой особенностью Луны является ее относительно малая средняя плотность — $3,3 \text{ г/см}^3$, которая в полтора раза меньше средней плотности Земли ($5,5 \text{ г/см}^3$). Вероятно, это объясняется тем, что Луна, в отличие от Земли, не имеет плотного ядра.

В § 79 подробно разбирался вопрос о вращении Луны. Напомним, что период вращения нашего спутника вокруг оси равен периоду его обращения вокруг Земли, и только благодаря либрациям наблюдаемая с Земли доля лунной поверхности несколько превышает половину. Вращение такого типа называется синхронным.

Наиболее крупные детали лунной поверхности — «моря» и большие *горные* районы — видны даже невооруженным глазом. В любой телескоп, зрительную трубу или бинокль можно наблюдать своеобразные формы лунного рельефа. Первым наблюдал Луну в телескоп Галилей. Он и назвал большие темные области морями, и это название сохраняется по традиции, хотя известно, что лунные моря не содержат воды.

На рис. 155 приведена карта лунной поверхности, пользуясь которой можно ознакомиться с основными особенностями лунного рельефа. Обширные светлые участки лунной поверхности, называемые *материками*, занимают около 60% видимого с Земли диска. Это неровные, гористые районы. Остальные 40% поверхности — моря, ровные гладкие области. Им были присвоены в XVII в. наименования: Море Спокойствия, Море Дождей, Море Ясности, Океан Бурь и т. д. Части морей, вдающиеся в материки, называются *заливами*, изолированные темные пятна небольших размеров — *озерами*. Области, промежуточные по яркости между материками и морями, иногда называются *болотами*.

Материки пересечены *горными хребтами*. Они расположены главным образом вдоль «побережий» морей. Лунные горные хребты называются по именам земных горных цепей: Апеннины, Кавказ, Альпы, Алтай.

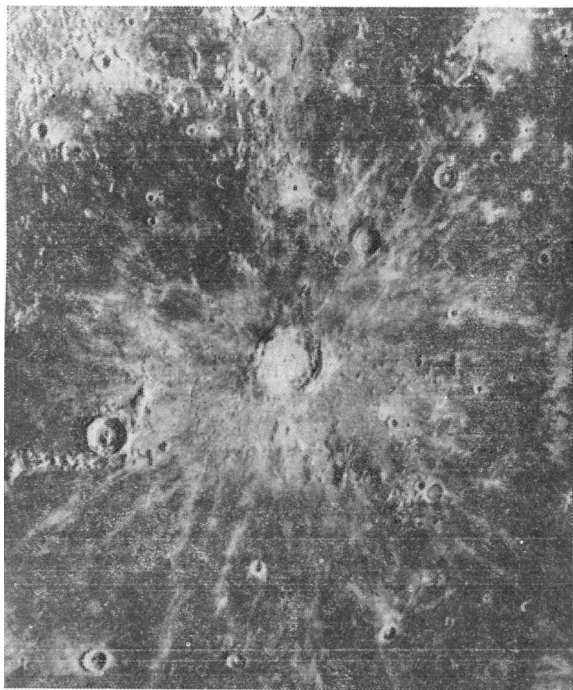


Рис. 156. Область кратера Коперник в Океане Бурь.

Видна система ярких лучей, расходящихся из центрального образования. Слева, в окрестности высокой горной цепи Апеннин, расположен кратер Эратосфен.

Одна из наиболее характерных форм лунного рельефа — *кратеры*. Лунный кратер состоит из кольцевого вала, внутри которого находится равнина (дно), а в центре равнины — центральная горка, высота которой обычно меньше высоты вала. Самые крупные кратеры имеют диаметр до 100 км.

Большие лунные кратеры названы именами ученых. Некоторые из них показаны на рис. 156 и 157. Количество мелких кратеров очень велико. Фотографии, полученные американскими лунными станциями серии «Рейнджер» с расстояния менее 1 км, показывают отчетливые изображения кратеров диаметром около 1 м (рис. 158).

Образования, подобные кратерам, но без центральной горки, называются *цирками*. В тех случаях, когда дно темное (подобно морям), цирки называются *кратерными морями*. Цирки, как и кратеры, названы именами ученых (Платон, Птолемей и др.).

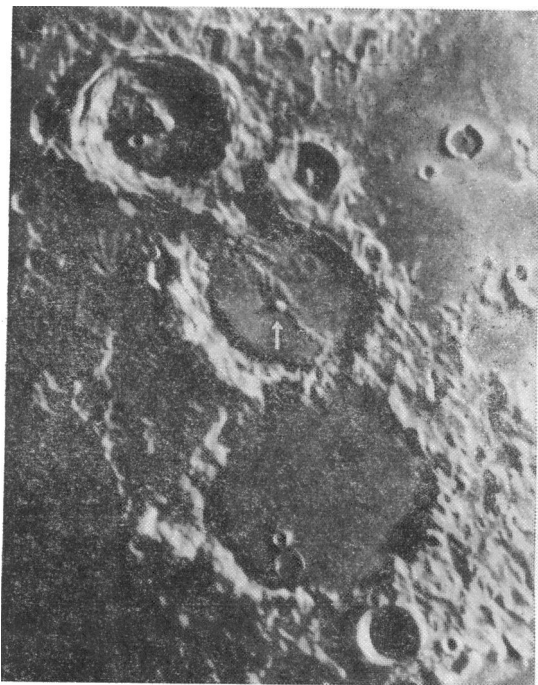


Рис. 157. Цирк Птолемей (внизу) и кратеры Альфонс (в центре) и Арзахель (вверху).

Стрелкой отмечена центральная горка Альфонса, в районе которой была обнаружена вулканическая активность (выброс газа).

Около некоторых кратеров наблюдается светлое вещество, ясно образующее лучи, радиально расходящиеся от них. Особенно хорошо развита система лучей около кратера Тихо. Среди других форм лунного рельефа можно отметить валы — длинные узкие возвышения, которые тянутся через моря, а также трещины, и круглые, лишенные вала, чашеобразные лунки или кратерочки. Имеется множество форм аномального характера, например, кратеры с двойным и даже тройным валом, пересекающиеся кратеры и т. д.

В расположении и строении форм лунного рельефа можно отметить определенные закономерности. Моря образуют, например,

пояс неправильной формы, ширина которого составляет около 60° , а средняя линия идет по большому кругу. К лунному экватору он наклонен на 23° . На материках гораздо больше кратеров и цирков, чем на морях. Общий объем вала и центральной горки кратера приблизительно равен объему впадины, образуемой дном (дно обычно ниже окружающей поверхности).

Эта закономерность называется *правилом Шрегера*.

Самое благоприятное время для наблюдения лунных деталей — вблизи первой и последней четверти, когда они очень контрастны.

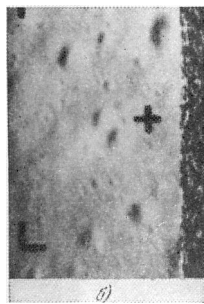
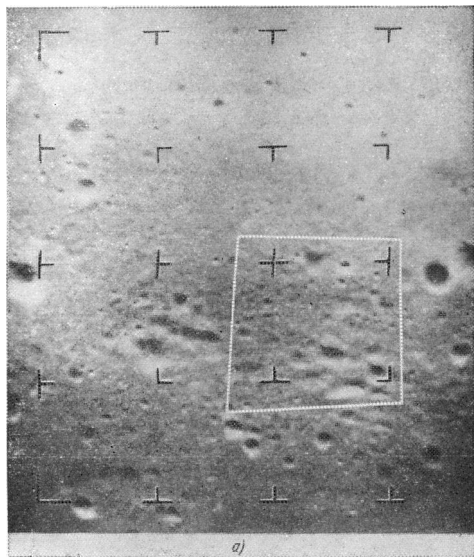


Рис. 158. Фотографии лунной поверхности, переданные телевизионными камерами автоматической межпланетной станции «Рейнджер-7» (США, 1964 г.): а) высота 19,6 км, самые маленькие кратеры имеют диаметр около 15 м; б) последнее изображение, принятое с борта «Рейнджер-7», высота около 330 м, размер площадки, изображенной на фотографии, 32×20 м.

Все неровности лунной поверхности отбрасывают в эти периоды хорошо заметные тени, длина которых тем больше, чем ближе данная деталь к терминатору. По длине теней определяется высота лунных образований. Вершины гор, находящиеся за пределами терминатора, некоторое время освещаются солнечными лучами. Это явление тоже используется для определения высоты лунных гор. Высота образований, расположенных вблизи лимба, находится непосредственно из наблюдений формы лимба.

Благодаря либрации этим способом может быть исследована довольно широкая полоса вдоль краев диска. Наконец, либрация позволяет определять высоту еще одним способом: сопоставляя снимки Луны при разных углах поворота, можно

получить нечто вроде стереоскопического изображения. Высота лунных образований может быть определена с очень хорошей точностью: тень от горки высотой в 10 м имеет различные размеры вблизи терминатора. Наибольшая высота лунных гор достигает 9 км.

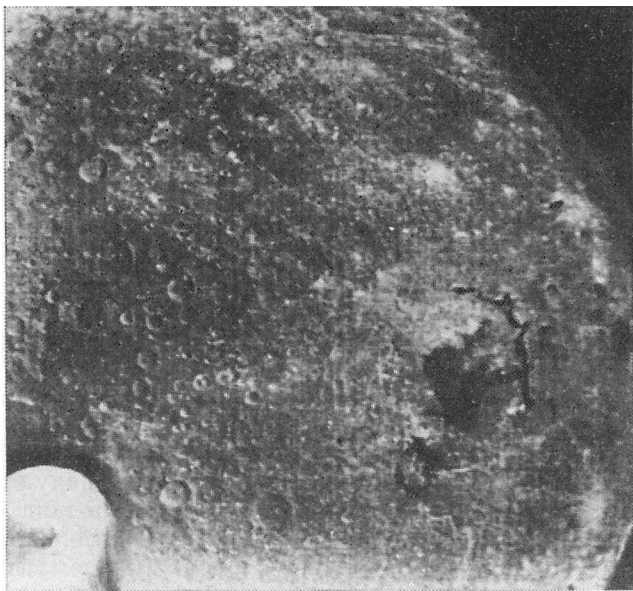


Рис. 159. Фотография невидимой с Земли стороны Луны, полученная автоматической межпланетной станцией «Зонд-3» 20 июня 1965 г. в 5^h 25^m по московскому времени.

Крупное темное пятно справа — Море Восточное. Левее его расположены объекты, невидимые с Земли. В нижнем левом углу — фотометрическая шкала.

Около 40% лунной поверхности оставались недоступными для исследования из-за синхронного вращения нашего спутника до тех пор, пока не был совершен облет Луны советской межпланетной станцией «Луна-3» (1959 г.). Она впервые сфотографировала обратную сторону Луны.

К числу наиболее выдающихся деталей обратной стороны Луны относятся Море Москвы, Море Мечты, кратеры Циолковский, Лобачевский, Ломоносов, Максвелл. Моря, расположенные на обратной стороне Луны, имеют гораздо меньшие размеры, чем на видимой с Земли, кроме того, их очень мало. В 1965 и 1969 гг. советские межпланетные станции «Зонд-3» и «Зонд-7» повторили фотографирование обратной стороны Луны (рис. 159).

Новые фотографии дают значительно больше деталей, чем прежние. Подтвердилось, что обратная сторона Луны имеет определенные отличия от стороны, обращенной к Земле. Низменные районы на обратной стороне представляют собой не темные, а светлые области, и они, в отличие от обычных морей, были названы *талассоидами* (мореподобными). На видимой с Земли стороне низменности залиты темной лавой; на обратной стороне этого не произошло, за исключением отдельных участков. Пояс морей, о котором упоминалось выше, продолжается на обратной стороне талассоидами. Несколько небольших морей, найденных на обратной стороне; расположены в центре талассоидов.

В апреле 1966 г. был выведен на орбиту первый в мире искусственный спутник Луны «Луна-10». Запущенные вскоре американские спутники Луны «Лунар Орбитер» провели систематическое фотографирование лунной поверхности с разрешением около 200 м (наземные телескопы дают разрешение не лучше 1 км). Аппараты серии «Рейнджер», совершившие жесткую посадку, фотографировали лунную поверхность при подлете с расстояний всего в несколько километров.

31 января 1966 г. к Луне была запущена советская автоматическая межпланетная станция «Луна-9», которая 3 февраля 1966 г. совершила, впервые в истории человечества, мягкую посадку на лунную поверхность в Океане Бурь, к западу от кратеров Марий и Рейнер. 4 и 5 февраля станция передала на Землю изображение лунного ландшафта в области прилунения (рис. 160). Этот эксперимент положил начало систематическому исследованию лунной поверхности с помощью АМС, совершающих мягкую посадку.

Первые сведения о характере лунной поверхности были получены из астрономических наблюдений. Глаз наблюдателя воспринимает Луну как яркий, слегка желтоватый диск. Это впечатление в некоторых отношениях обманчиво: отражательная способность Луны очень низка.

Отражательная способность некоторой плоской поверхности, освещенной параллельными лучами, выражается через ее *альбедо*. Альбедо — это отношение потока, рассеянного по всем направлениям, к падающему. Аналогичная величина может быть введена для средней отражательной способности сферы. Она носит название сферического альбедо. Сферическое альбедо Луны в визуальных лучах составляет всего лишь 0,06 и, кроме того, альбедо систематически увеличивается с длиной волны, так что на самом деле цвет Луны красноватый, а не желто-белый.

Отражательная способность светлых областей в два-три раза больше, чем темных. Самые яркие районы — скопления светлого

вещества вблизи лучевых кратеров — отражают приблизительно 20% падающего на них света.

Спектральная отражательная способность, т. е. зависимость альbedo от длины волны для всех частей лунной поверхности,

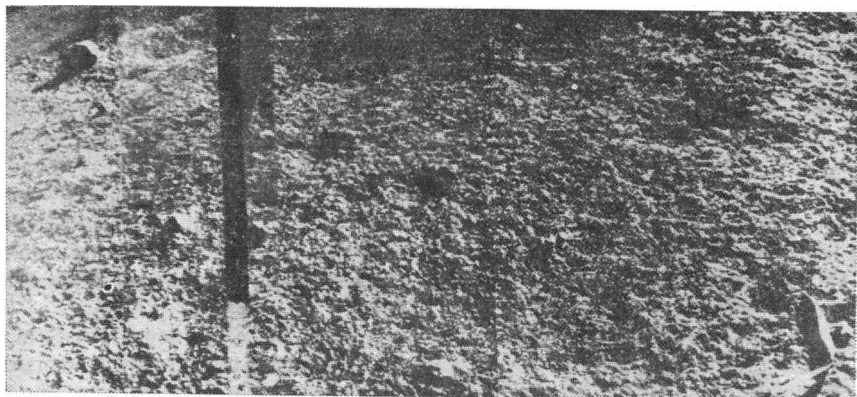
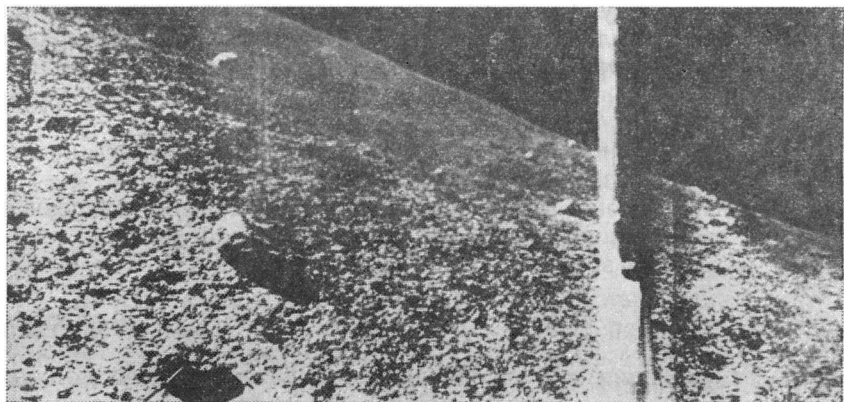


Рис. 160. Фотография лунного ландшафта, переданная станцией «Луна-9» после мягкой посадки.

почти одинакова, различаются только абсолютные величины коэффициента отражения. Поглощенное лунной поверхностью солнечное излучение нагревает ее. Температура днем определяется уравнением теплового баланса

$$b\sigma T^4 + F = E(1 - A)\cos z, \quad (10.5)$$

где E — энергетическая освещенность, A — альbedo, z — зенитное расстояние Солнца в данной точке, T — температура, b — коэффициент излучения, σ — постоянная Стефана — Больцмана. В правой части уравнения стоит количество энергии, поглощаемой поверхностью в единицу времени, а в левой — энергия, излучаемая по закону Стефана — Больцмана, плюс отводимая в глубь за счет теплопроводности (F). Ночью правая часть равна нулю и температура определяется уравнением

$$b\sigma T^4 + F = 0. \quad (10.6)$$

Днем поток F направлен от поверхности внутрь, ночью, наоборот, к поверхности, и берется со знаком «минус».

Согласно закону Вина максимум распределения энергии в спектре собственного теплового излучения подсолнечной точки Луны находится вблизи

$$\lambda_{\max} = \frac{2900}{T} = \frac{2900}{390} \approx 7 \text{ мк.}$$

По мере удаления от подсолнечной точки температура должна уменьшаться, а максимум смещаться в сторону более длинных волн. Для сравнения напомним, что максимум распределения энергии в спектре Солнца находится вблизи $4700 \text{ \AA} = 0,47 \text{ мк}$. Так как планковская кривая очень круто спадает с уменьшением длины волны при $\lambda > \lambda_{\max}$ (см. § 108), получается, что в видимой области спектра собственным излучением Луны можно пренебречь; Луна здесь светит только отраженным светом. С увеличением длины волны интенсивность отраженного света уменьшается (поскольку его спектр приблизительно повторяет солнечный), а интенсивность собственного излучения Луны увеличивается. В окне прозрачности земной атмосферы, расположенном в области от 8 до 14 мк, отраженное излучение ничтожно мало по сравнению с собственным, а в радиодиапазоне — тем более.

При излучении энергия уходит не с самой поверхности, а с некоторой глубины, которая зависит от длины волны и электропроводности материала. Чем больше длина волны, тем в среднем больше глубина излучающего слоя. Инфракрасное излучение уходит с глубины порядка 0,1 мм, и его интенсивность определяется практически температурой поверхности. А вот радиоволны с длиной 10 см выходят с глубины порядка 1 м. Измерения инфракрасного излучения Луны и ее радиоизлучения показали следующее:

1) В дневное время температура поверхности Луны составляет в полдень на экваторе около 390°K .

2) В ночное время температура поверхности очень низка, $= 100\text{—}120^\circ \text{K}$.

3) Теплопроводность, определяющая величину F , очень мала; она близка к теплопроводности сухого песка в вакууме. Колебания температуры от дня к ночи почти полностью сглаживаются уже на глубине 10 см.

Итак, астрономические наблюдения указывали на пористый характер лунного поверхностного материала. Это подтвердили исследования лунного грунта, проводившиеся сначала на Луне первыми космическими аппаратами, совершившими мягкую посадку. Наиболее же детальные данные о лунном грунте были получены после доставки его образцов на Землю. Эта доставка была осуществлена экипажами американских космических кораблей «Аполлон» и советскими автоматическими станциями «Луна-16», «Луна-20» и «Луна-24».

Что же представляет собой доставленный на Землю лунный грунт? Его средняя плотность $1\text{--}1,5 \text{ г}\cdot\text{см}^{-3}$, пористость около 50%. Можно выделить четыре типа пород, составляющих лунную поверхность: мелкозернистые пористые изверженные породы (тип А), крупнозернистые пористые изверженные породы (тип В), брекчии (обломки изверженных пород и минералов, многие из них были расплавлены в результате метеоритной бомбардировки) и реголит (мелкие частицы, пыль). Первые три группы одинаковы по химическому составу; реголит содержит примесь метеоритного вещества. Химический состав лунных пород похож на состав земных, но имеются заметные отличия: избыток тяжелых элементов, таких как Cr, Ti, Zr, и недостаток легких — Sn, K, Na.

Возраст лунных изверженных горных пород очень велик, их кристаллизация происходила три-четыре миллиарда лет назад. Некоторые лунные породы кристаллизовались раньше древнейших земных. Характер лунных брекчий и реголита (наличие оплавленных частичек и обломков) свидетельствует о непрерывной метеоритной бомбардировке, но скорость разрушения ее поверхности невелика, около 10^{-7} см/год . Космические аппараты, оставшиеся на Луне, простоят миллионы лет.

В течение многих месяцев путешествовал по Луне советский «Луноход-1», доставленный станцией «Луна-17» в ноябре 1970 г. Передавалось большое количество панорамных снимков (рис. 161), изучался состав лунного грунта вдоль трассы, проводился ряд других исследований. Это была весьма совершенная передвижная лаборатория. В январе 1973 г. станцией «Луна-21» на Луну был доставлен «Луноход-2» с аналогичной программой. Применение исключительно автоматических средств для исследования Луны отличает советскую программу исследования Луны от американской, ориентированной на полеты космонавтов. Автоматические станции имеют много

преимуществ — они дешевле, легче обитаемых, позволяют проводить более длительные исследования.

Сейсмографы, доставленные на Луну, отметили много небольших «лунотрясений», в основном связанных, вероятно, с падениями метеоритов. Их данные не указывают на сколько-нибудь серьезную сейсмическую активность, но Луна, без сомнения, не является геологически мертвой планетой. Это доказывают наземные наблюдения — на Луне отмечались яркие



Рис. 161. Фотография лунной поверхности, полученная «Луноходом-1». Видны следы колес аппарата.

вспышки, связанные, видимо, с извержениями вулканов, и был даже сфотографирован спектр газового облака, выброшенного в районе центральной горки кратера Альфонс (см. рис. 157).

Тем не менее у Луны почти наверное нет жидкого ядра. Об этом говорит отсутствие магнитного поля (у Земли оно поддерживается токами в жидком ядре). Еще в 1959 г. магнитометр, установленный на советской космической ракете, показал, что магнитное поле Луны не превышает одной десяти тысячной доли земного.

Большие споры вызывает вопрос о природе типичных лунных образований — кратеров, морей, гор и т. д. Кажется есте-

ственным предположить, по аналогии с Землей, что лунные образования имеют вулканическое происхождение. В пользу этого говорят и некоторые наблюдательные факты. Например, гладкие моря очень напоминают большие лавовые поля. В некоторых местах видно, как лава заливала и обтекала другие образования. Истечение лавы, образовавшее море, произошло сравнительно поздно, и это объясняет, почему на них мало кратеров: старые были залиты, а новые не успели образоваться.

Однако среди лунных образований есть много таких форм, которые на Земле встречаются крайне редко. Это цирки, кратеры, лунки, светлые лучи. Форма кратеров наводит на мысль, что они могут иметь совсем другое происхождение. Представим себе, что в лунную поверхность ударил большой метеорит. При этом происходит взрыв, образуется круглая воронка, выброшенное вещество может сформировать вал, а разлет более легких остатков — систему лучей. Все эти явления наблюдаются при сильных взрывах на Земле. Более тонкое рассмотрение показывает, что таким способом можно объяснить и наличие центральной горки. Правило Шретера тоже очень естественно объясняется гипотезой взрыва. На Земле известно несколько больших метеоритных кратеров, сохранившихся более или менее хорошо (крупнейший из них — Аризонский кратер) и, кроме того, в последнее время было найдено большое количество разрушенных кольцевых образований, которые представляют собой, по-видимому, остатки древних метеоритных кратеров. Создается впечатление, что Земля и Луна в далеком прошлом подвергались более сильной метеоритной бомбардировке, чем сейчас, и тогда возникло значительное количество цирков и кратеров. На Земле они были стерты в результате выветривания, а Луна сохранила следы этой катастрофической эпохи. Большое число кратеров сохранилось и на Марсе (см. § 136).

Вероятно, часть кратеров имеет метеоритное происхождение, а часть — вулканическое. В некоторых случаях играло роль одновременное действие обоих эффектов, так как падение метеорита может нарушить прочность лунной коры и привести к образованию вулкана, к прорыву лавы, истечению газов и т. д. Таким образом, одни образования могут иметь чисто вулканическое происхождение, другие — чисто метеоритное, третьи — комбинированное.

Несколько слов о лунной атмосфере. В последние десятилетия были поставлены очень тонкие исследования с целью обнаружить следы хотя бы очень разреженной атмосферы (не отдельных выбросов газа, которые, как указывалось выше, наблюдались, а постоянной атмосферы). Использовалось несколько независимых методов.

Один из них — оптические наблюдения яркости и поляризации вблизи лунных рогов. Если атмосфера существует, рога должны чуть-чуть заходить на неосвещенную сторону Луны. При рэлеевском рассеянии излучение поляризуется, и поляризация достигает 100% при угле фазы 90° (она равна нулю при фазовом угле 0° и 180°). Поэтому наличие атмосферы привело бы к слабому поляризованному свечению на концах рогов при углах фаз, близких к 90° . Это свечение искали очень тщательно, однако обнаружить его не удалось. Отсюда был сделан вывод, что лунная атмосфера, если она существует, по плотности по крайней мере в 10^9 раз уступает земной. У земной поверхности концентрация молекул в атмосфере равна $2,7 \times 10^{19} \text{ см}^{-3}$. Следовательно, верхний предел концентрации молекул в лунной атмосфере составляет около 10^{10} см^{-3} . Такая концентрация имеет место в земной атмосфере на высоте около 200 км. Прямые измерения концентрации атомов в лунной атмосфере были проведены с помощью приборов, оставленных на Луне американскими космонавтами. Оказалось, что в дневное время лунная атмосфера содержит около 10^6 атомов водорода и $6 \cdot 10^4$ атомов неона. Ночью концентрация на порядок меньше.

Таким образом, лунная атмосфера крайне разрежена, состав ее резко отличается от земной (а также, например, марсианской, см. § 136) и плотность сильно меняется в течение суток. Возникает вопрос, почему это так? Ведь на Луне, по крайней мере в прошлом, должны были действовать вулканические процессы. Недавно были получены доказательства, что они действуют и сейчас. При вулканических процессах на поверхность выбрасываются газы, такие как CO_2 , H_2O , NH_3 . Вся земная атмосфера, как теперь считают, имеет вулканическое происхождение. Куда же деваются газовые продукты вулканической деятельности на Луне? Многие из них удаляются в результате диссипации, из-за малой параболической скорости. Такие газы, как кислород и азот, покидают Луну очень быстро. Тяжелый углекислый газ тоже не мог бы удержаться, так как он диссоциируется солнечным ультрафиолетовым излучением. Однако при радиоактивных процессах в лунной коре должны образовываться тяжелые инертные газы Ag, Kr, Xe, диссипация которых и на Луне протекает медленно. Их удаляет с Луны другой физический процесс, а именно — взаимодействие корпускулярных потоков с лунной атмосферой. Магнитное поле и кинетическая энергия, которые несут эти потоки, вполне достаточны для «сдувания» инертных газов, выделяющихся из коры. С другой стороны, некоторая доля водорода, гелия и неона, содержащихся в корпускулярных потоках, захватывается Луной и образует ту очень разреженную атмосферу, которая была обнаружена.

§ 133. Фазы планет. Условия наблюдений

Прежде чем перейти к изучению других планет Солнечной системы, необходимо сделать несколько общих замечаний относительно условий их видимости. Угол фазы Меркурия и Венеры изменяется в пределах от 0 до 180° . Поэтому Меркурий и Венера проходят те же стадии смены фаз, что и Луна. В верхнем соединении (Солнце между планетой и Землей) диск освещен полностью, угол фазы равен нулю; в нижнем соединении к нам обращена неосвещенная сторона планеты. Иногда (это бывает очень редко), эклиптическая широта Солнца и планеты различается настолько мало, что планета проходит перед диском Солнца или за ним. Вблизи нижнего соединения Меркурий и Венера выглядят как узкие серпы. При угле фазы $\psi_2 = 90^\circ$

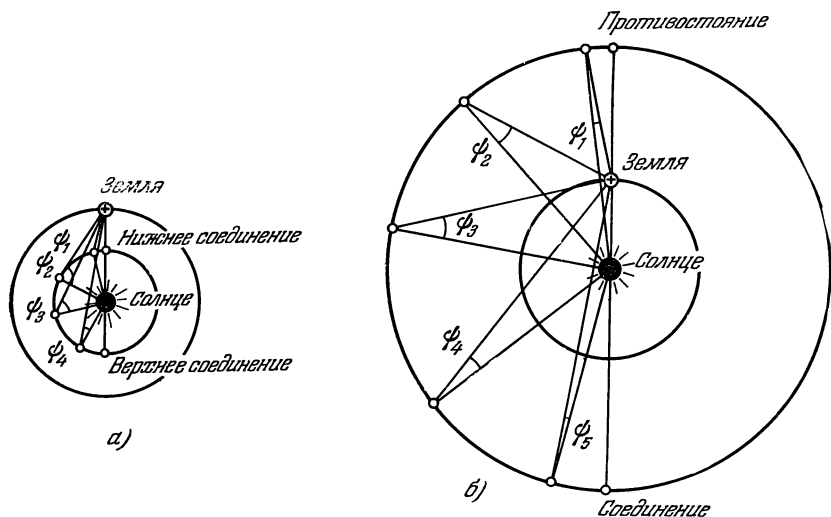


Рис. 162. Изменение угла фазы:

- а) у Меркурия и Венеры угол фазы меняется от нуля до 180° ; б) у верхних планет угол фазы достигает некоторого максимального значения $\psi_m < 180^\circ$ и потом убывает.

освещена ровно половина диска (квадратура). На рис. 162 видно, что угол фазы не может достигнуть 180° , если орбита планеты расположена вне орбиты Земли (верхние планеты). В противостоянии угол фазы для этих планет приблизительно равен нулю, и диск освещен полностью. По мере удаления от противостояния угол фазы увеличивается, достигает некоторого максимального значения ψ_m и затем снова становится равным нулю в соединении. Чем дальше планета от Солнца, тем меньше

максимальный фазовый угол ψ_m . У Марса максимальный фазовый угол составляет 47° , у Юпитера 12° , у Сатурна 6° , у Урана 3° , Нептуна 2° и у Плутона 2° .

Видимые угловые размеры Марса, Венеры и Меркурия сильно зависят от взаимного положения этих планет и Земли. Венера и Меркурий ближе всего к Земле во время нижнего соединения, и при этом угловой диаметр их максимален. Однако в нижнем соединении мы видим неосвещенную сторону диска. Кроме того, в нижнем и верхнем соединении угловое расстояние от планеты до Солнца (элонгация) очень мало, что сильно затрудняет наблюдения. Венеру и Меркурий предпочитают наблюдать вблизи наибольшей элонгации. У Меркурия наибольшая элонгация достигает 28° , и даже в этом положении его можно наблюдать только в сумерках или днем. Венера в максимальной элонгации (48°) восходит примерно за три-четыре часа до восхода Солнца (или при вечерней видимости заходит через три-четыре часа после захода Солнца). В дневное время Венеру и Меркурий можно видеть в телескоп, если они не очень близки к Солнцу.

Угловые размеры Марса максимальны вблизи противостояния. Так как противостояние совпадает с нулевой фазой (диск освещен полностью), то оно является самым удобным для наблюдений положением планеты. В противостоянии можно различить на диске детали наименьших размеров. Так как орбита Марса имеет большой эксцентриситет, то расстояние от Марса до Земли не одинаково в различных противостояниях: оно минимально, когда противостояние совпадает с прохождением планеты через перигелий¹⁾ (около 55 млн. км) и максимально при прохождении через афелий (около 100 млн. км).

Орбиты остальных верхних планет намного больше земной, поэтому расстояние до Земли при их удалении от противостояния меняется гораздо в меньшей степени, чем у Марса. Фаза изменяется тоже в небольших пределах, поэтому условия наблюдения этих планет даже вдали от противостояния часто остаются благоприятными.

§ 134. Меркурий

Ближайшая к Солнцу планета Меркурий по размерам лишь немного больше Луны: его радиус равен 2439 км. Однако средняя плотность его ($5,45 \text{ г/см}^3$) заметно больше, чем у Луны, она почти такая же, как у Земли. Ускорение силы тяжести на поверхности 372 см/сек^2 , в 2,6 раза меньше земного. Период обращения вокруг Солнца составляет около 88 земных суток. Из-за малых угловых размеров (около $7''$ в наибольшей элонгации)

¹⁾ Великое противостояние (см. § 66).

и близости к Солнцу Меркурий (рис. 163) наблюдать трудно, и данных об этой планете получено немного.

Радиолокация Меркурия позволила определить направление и период вращения планеты. В этих экспериментах Меркурий облучался длительными, почти монохроматическими импульсами радиоволн длиной 70 см с помощью гигантской антенны диаметром 300 м (Пуэрто-Рико, радиоастрономическая обсерватория Аресибо; см. рис. 103). Отраженный импульс вследствие эффекта Доплера размывается по частоте, если планета вращается. Видимое с Земли вращение складывается из действительного осевого вращения и поворота, вызванного движением по орбите. Проводя радиолокацию при различных положениях планеты на орбите, можно определить как скорость, так и направление осевого вращения. Радиолокация Меркурия на длине волны 70 см показала, что его вращение является прямым, с периодом $58,6 \pm 0,5$ суток. Это близко к $2/3$ периода обращения планеты. Ось вращения приблизительно перпендикулярна к плоскости эклиптики.

Опытные наблюдатели различают на диске Меркурия более или менее устойчивые детали. Анализ визуальных зарисовок и фотографий показывает, что наблюдаемые на них повторения можно объяснить периодами вращения

$$t = T; \quad t = \frac{4}{5}T; \quad t = \frac{2}{3}T; \quad t = \frac{4}{7}T, \quad (10.7)$$

где T — период обращения вокруг Солнца. Третье из этих значений в пределах ошибок совпадает с радиолокационным периодом. По наблюдениям деталей на диске отношение $t/T = 2/3$ выдерживается с точностью не ниже 0,01 земных суток. Нетрудно убедиться, что при таком отношении периодов меркурианские солнечные сутки (интервал от одного восхода Солнца до другого) должны длиться вдвое дольше меркурианского года!

Еще недавно было распространено убеждение, что периоды вращения и обращения Меркурия равны и Меркурий обращен к Солнцу постоянно одной и той же стороной. Причина понятна: из ряда чисел (10.7) выбиралось только первое, остальные отбрасывались как маловероятные. Радиолокация показала ошибочность этой точки зрения.

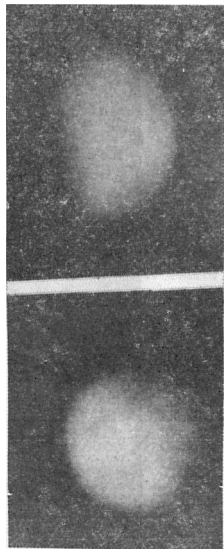


Рис. 163. Фотографии Меркурия в различных фазах.

Американский космический аппарат «Маринер-10» передал фототелевизионные изображения Меркурия примерно с такой же степенью детальности, какая получается при изучении Луны

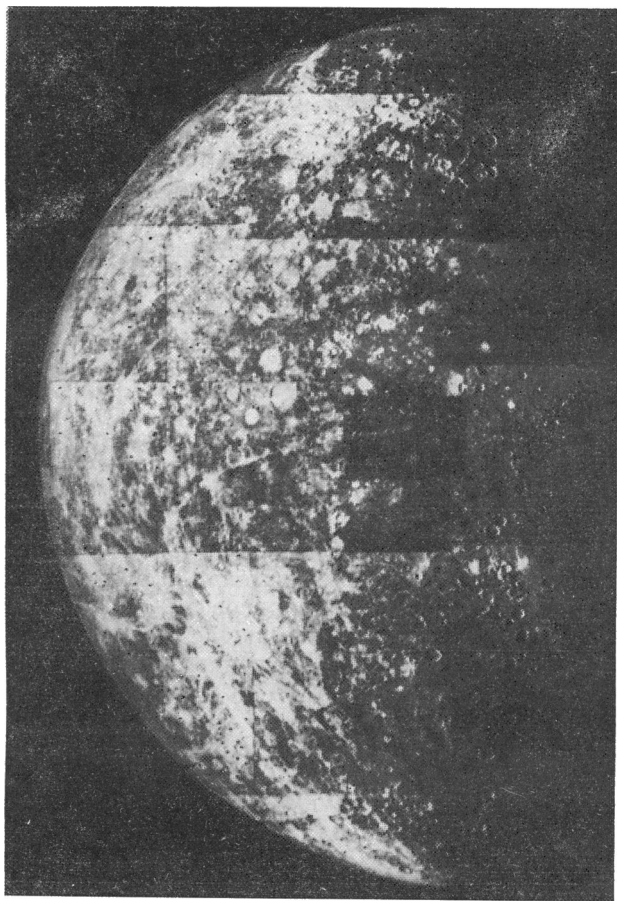


Рис. 164. «Мозаичная» (сложенная из многих отдельных изображений) фотография Меркурия, полученная с помощью телевизионных камер «Маринера-10».

в наземные телескопы. Прямой перелет космического аппарата от Земли к Меркурию требует больших затрат энергии. Эту трудность можно обойти, если рассчитать такую орбиту, чтобы аппарат прошел вблизи Венеры прежде, чем идти к Меркурию. По такой орбите и совершил перелет к Меркурию «Маринер-10». На рис. 164 приведено «мозаичное» изображение Меркурия,

полученное с помощью телевизионных камер «Маринера-10». Поверхность Меркурия очень напоминает лунную. Первое, что бросается в глаза, — это большое число кратеров самых различных размеров. Однако имеются и различия. На Меркурии нет обширных морских районов, сравнительно гладких и более свободных от кратеров. С другой стороны, на поверхности Меркурия имеются такие образования, как очень высокие (в несколько километров) уступы, которые тянутся на расстояния в тысячи километров. Они свидетельствуют о том, что планета сжималась в процессе своей эволюции.

О подобии Луны и Меркурия говорит также сходство их фотометрических и поляриметрических характеристик: зависимость звездной величины и поляризации от фазы, отражательная способность поверхности. Как и на Луне, очень велики перепады температуры поверхности, измеренные по инфракрасному излучению. В полдень на экваторе максимальная температура достигает 700°K , а на ночной стороне падает до 100°K . В то же время интенсивность теплового радиоизлучения сантиметрового диапазона на ночной и дневной стороне мало отличается. Следовательно, поверхностный слой грунта на Меркурии, так же как и на Луне, представляет собой мелко раздробленную породу с относительно низкой плотностью (реголит).

Атмосфера Меркурия имеет чрезвычайно малую плотность — концентрация не более 10^6 см^{-3} у поверхности. Такая концентрация газа в земной атмосфере имеется на высоте 700 км. Состав атмосферы точно не известен; спектроскопические измерения на «Маринере-10» обнаружили гелий (концентрация около 10^4 см^{-3}), но, по-видимому, должны быть и другие газы.

Меркурий имеет собственное магнитное поле. Напряженность его вблизи поверхности у экватора около 0,002 э (в 300 раз меньше, чем на Земле). Ось магнитного диполя приблизительно совпадает с осью вращения.

Спутников Меркурий не имеет.

§ 135. Венера

Масса и радиус Венеры (рис. 165) очень близки к земным ($0,82 M_{\oplus}$ и $0,95 R_{\oplus}$ соответственно). Уже в 1761 г. наблюдения прохождения Венеры по диску Солнца позволили М. В. Ломоносову установить, что эта планета, как и Земля, обладает мощной атмосферой. Таким образом, Венера и Земля во многом похожи друг на друга. Еще недавно многие астрономы, основываясь на этом, считали, что физические условия на поверхности Венеры и Земли не могут сильно различаться. Однако исследования, проведенные в последние годы, заставили пересмотреть старые представления.

Угловой диаметр Венеры довольно велик. Он меняется от $20''$ вблизи верхнего соединения почти до $1'$ вблизи нижнего. Вблизи наибольшей элонгации можно заметить постепенное потемнение видимой поверхности диска от лимба к терминатору. Иногда это потемнение является не вполне регулярным. Опытные наблюдатели отмечают на диске наличие туманных пятен, вид

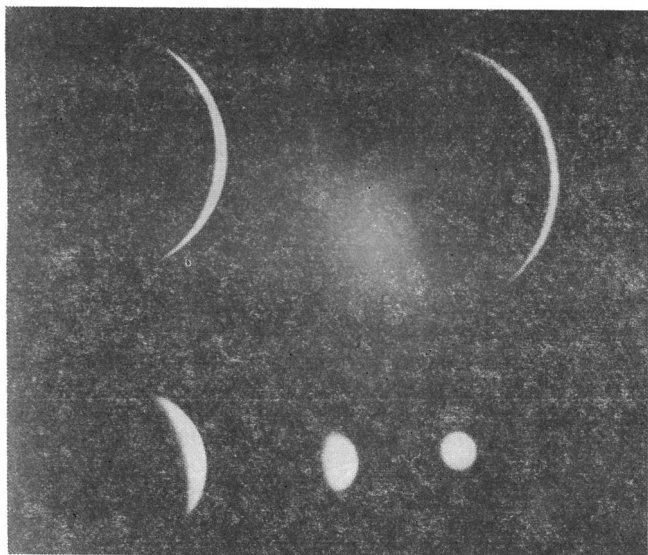


Рис. 165. Фотографии Венеры в различных фазах.

которых меняется ото дня ко дню. Эти пятна могут быть только деталями облачной структуры. Облака на Венере образуют мощный сплошной слой, полностью скрывающий от нас поверхность планеты. Фотографии Венеры в ультрафиолетовых лучах ($\lambda \approx 3500 \text{ \AA}$) часто показывают более или менее устойчивые (в течение нескольких дней) детали, иногда имеющие вид параллельных полос, но и они, безусловно, не связаны с твердой поверхностью. Что скрывается под облачным слоем Венеры, как высоко расположен облачный слой над ее поверхностью, какова температура поверхности и давление атмосферы? Только недавно мы получили ответ на эти вопросы.

Даже период вращения Венеры до последнего времени не был известен. Проще всего можно определить период вращения планеты по измерению скорости видимого перемещения деталей, наблюдаемых на диске. Движение деталей, наблюдаемых на ультрафиолетовых фотографиях Венеры, дает период

вращения около четырех земных суток, т. е. намного меньше периода обращения вокруг Солнца (около 225 суток). Однако в ультрафиолетовых лучах мы наблюдаем облака, плавающие в довольно высоких слоях атмосферы, и эти облака могут иметь систематические движения, связанные с циркуляцией атмосферы.

Скорость вращения твердого тела Венеры уверенно можно определить только радиолокацией. Впервые радиолокационное отражение от Венеры было получено в 1957 г. Сначала радиолокационные импульсы посылались на Венеру с целью измерения расстояния для уточнения астрономической единицы. В последние годы в США и СССР стали исследовать размытие отраженного импульса по частоте («спектр отраженного импульса») и затягивание во времени. Размытие по частоте объясняется вращением планеты (эффект Доплера), затягивание во времени — различным расстоянием до центра и краев диска. Эти исследования проводились главным образом на радиоволнах дециметрового диапазона и показали, что период вращения составляет 243,2 земных суток, причем направление вращения обратно направлению орбитального движения. Ось приблизительно перпендикулярна к плоскости орбиты и, следовательно, на Венере отсутствует явление смены времен года.

По-видимому, на планете есть участки, лучше отражающие радиоволны, чем остальная часть ее поверхности, что сказывается на спектре отраженного импульса: он содержит минимумы и максимумы, частота которых медленно изменяется из-за вращения планеты. По скорости этого изменения определяется период вращения.

Период вращения, определенный из радиолокационных экспериментов, дает скорость вращения твердого тела планеты, так как дециметровые радиоволны должны свободно проходить сквозь облачный слой. Период, найденный по ультрафиолетовым фотографиям, определяется, видимо, систематическими движениями облаков в относительно высоких слоях атмосферы.

Поскольку периоды вращения (243 суток) и обращения (225 суток) близки по величине, а направление противоположно, то за один оборот вокруг Солнца на Венере наблюдаются два восхода и два захода Солнца, т. е. длительность солнечных суток на Венере составляет земных 117 суток.

Вращение Венеры обладает еще одной очень интересной особенностью. Скорость его как раз такова, что во время нижнего соединения Венера обращена к Земле все время одной и той же стороной. Причины такой согласованности между вращением Венеры и орбитальным движением Земли пока не ясны.

Радиолокация позволила определить радиус твердой поверхности Венеры. Он равен 6050 км с точностью порядка нескольких километров. С помощью радиолокации получались также изображения поверхности Венеры с разрешением от нескольких сотен до нескольких километров. При этом были обнаружены кратеры, похожие на лунные и марсианские, но гораздо более сглаженные. В экваториальном поясе относительная высота различных участков поверхности не превышает 2 км.

В октябре 1975 г. спускаемые аппараты АМС «Венера-9» и «Венера-10» совершили мягкую посадку на поверхность планеты и передали на Землю изображение места посадки (рис. 166). Это были первые в мире фотографии, переданные

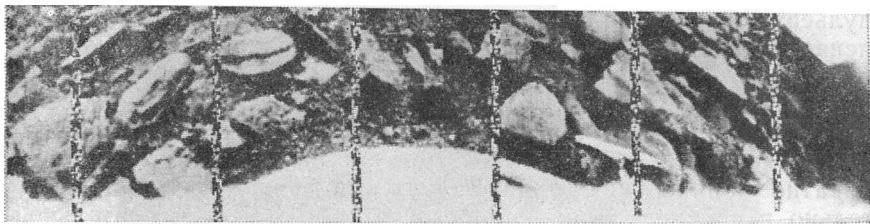


Рис. 166. Изображение поверхности Венеры, переданное на Землю телефотометром АМС «Венера-9».

с поверхности другой планеты. Изображение получалось в видимых лучах с помощью телефотометра — системы, по принципу действия напоминающей механическое телевидение. Мы видим на рис. 166, что место посадки «Венеры-9» представляет собой россыпь довольно крупных камней. Возраст поверхности такого типа не может быть большим (10^6 — 10^7 лет) и, следовательно, Венера является геологически активной планетой.

На АМС «Венера-8», «Венера-9» и «Венера-10» были установлены приборы для измерения плотности поверхностных пород и содержания в них естественных радиоактивных элементов. В местах посадки «Венеры-9» и «Венеры-10» плотность близка к $2,8 \text{ г/см}^3$, а по уровню содержания радиоактивных элементов можно заключить, что эти породы близки по составу к базальтам — наиболее широко распространенным изверженным породам земной коры.

Перейдем к характеристикам венерианской атмосферы. Спектроскопические наблюдения показали, что в атмосфере Венеры присутствует CO_2 , а также некоторые другие газы (H_2O , CO , HCl , HF), но в гораздо меньших количествах, чем CO_2 . На рис. 167 показан участок спектра Венеры с полосой CO_2 (напомним, что инфракрасные спектры молекул состоят из по-

лос — групп линий, расположенных в определенной закономерности). Несмотря на большое количество спектроскопических данных, было невозможно определить полное содержание CO_2 в атмосфере Венеры из-за присутствия мощного облачного слоя. Оценки процентного содержания CO_2 тоже были весьма неточны. До полетов советских АМС предполагали, по аналогии с Землей, что в атмосфере Венеры много азота. Прямые измерения на советских АМС «Венера-4, 5, 6» показали, что содержание CO_2 в атмосфере Венеры около 97%, а количество азота

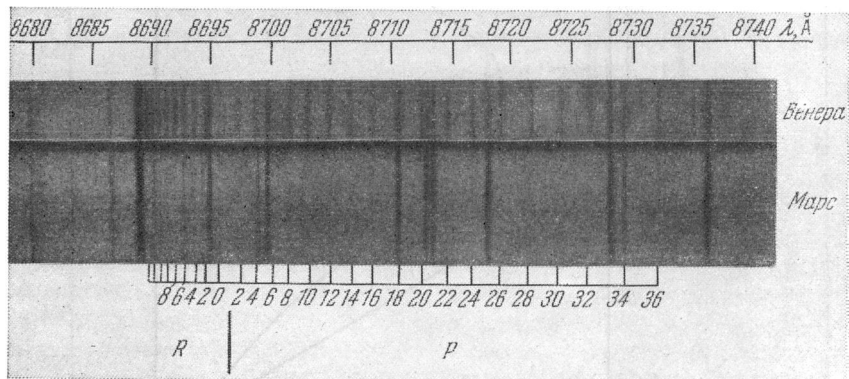


Рис. 167. Спектрограммы Венеры и Марса в области 8680—8740 Å. Сильным линиям CO_2 в спектре Венеры точно соответствуют по положению очень слабые, но заметные марсианские линии CO_2 .

не превышает 2%. Содержание H_2O в глубоких слоях атмосферы составляет около 0,1% (по данным «Венеры-9 и 10»). Заметим, что это очень малая величина в сравнении с количеством воды на Земле. На Венере нет океанов, и вся вода, выделившаяся в течение геологической истории планеты, должна быть в атмосфере.

Советские АМС «Венера-4»—«Венера-10» измерили давление, температуру и плотность в нижних слоях атмосферы планеты. На рис. 168 показана зависимость давления и температуры от высоты, полученная в этих экспериментах. Станции «Венера-7», «Венера-8», «Венера-9» и «Венера-10» измеряли основные параметры атмосферы и передавали их на Землю вплоть до посадки на поверхность планеты и продолжали работать некоторое время после посадки.

В результате работы этих станций установлено, что температура на поверхности Венеры составляет около 750°K, а давление близко к 100 атм.

Изучение Венеры космическими средствами проводится не только с помощью спускаемых аппаратов. Космический аппарат «Венера-4», после отделения спускаемого отсека, использовался для исследований верхней атмосферы при помощи ультрафиолетового фотометра с пролетной траектории. Американские космические аппараты «Маринер-5» и «Маринер-10» также исследовали Венеру с пролетной траектории. Однако гораздо

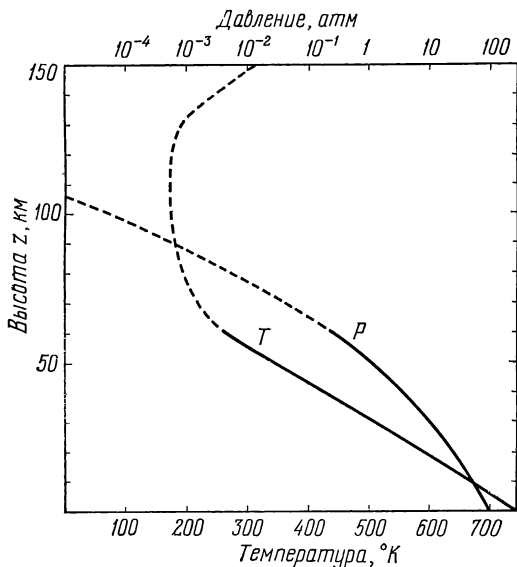


Рис. 168. Давление и температура в атмосфере Венеры.

более полные данные путем изучения планеты из космоса с близкого расстояния позволяют получить искусственные спутники, выведенные на орбиту вокруг этой планеты. Первыми искусственными спутниками Венеры стали орбитальные аппараты «Венера-9» и «Венера-10», выведенные на околопланетную орбиту после отделения спускаемых аппаратов. Они оснащены набором аппаратуры для исследования атмосферы, облачного слоя и взаимодействия солнечного ветра с планетой. Просвечивание атмосферы радиоволнами с американских пролетных и советских орбитальных аппаратов позволило получить данные о высотной зависимости плотности и температуры атмосферы между уровнями 0,001 и 5 атм. При этих наблюдениях параметры атмосферы определялись по сдвигу фазы радиоволн (проходящих сквозь атмосферу планеты), вызванному их преломлением.

Высокая температура поверхности, большое атмосферное давление и большое относительное содержание CO_2 — факты, видимо, связанные между собой. Высокая температура способствует превращению карбонатных пород в силикатные, с выделением CO_2 . На земле CO_2 связывается и переходит в осадочные породы в результате действия биосферы, которая на Венере, конечно, отсутствует. С другой стороны, большое содержание CO_2 способствует разогреву венерианской поверхности и нижних слоев атмосферы.

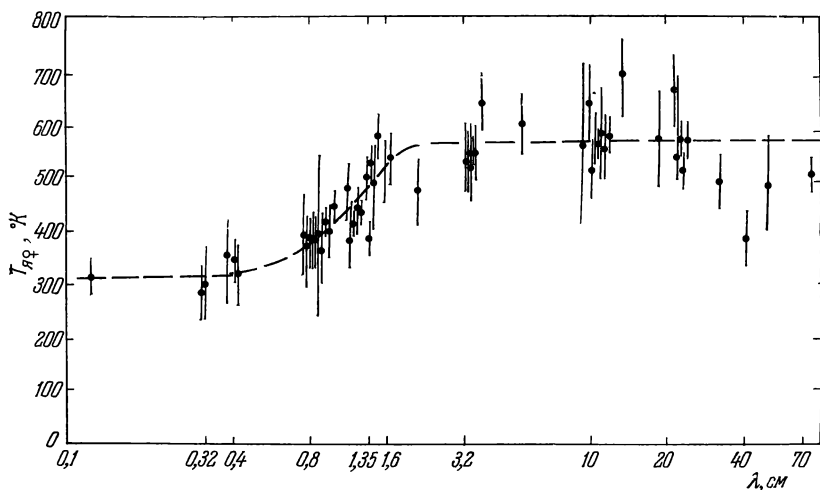


Рис. 169. Спектр радиоизлучения Венеры. По оси абсцисс — длины волн по оси ординат — яркостная температура.

Вывод о высокой температуре в нижних слоях венерианской атмосферы был получен еще по результатам наземных астрономических исследований, хотя измерения на АМС существенно уточнили наши представления. На рис. 169 представлен спектр радиоизлучения Венеры, полученный по многочисленным измерениям с помощью наземных радиотелескопов. По оси ординат дана яркостная температура (температура абсолютно черного тела, монохроматическая яркость которого равна измеренной яркости реального источника). В диапазоне от 3 до 20 см она достигает 600—700 °К. Атмосфера Венеры прозрачна для этих частот, и здесь измерялось непосредственно тепловое излучение поверхности. Когда это было обнаружено, вначале делались попытки объяснить наблюдения по-иному (астрономы не ожидали такой высокой температуры на Венере), но попытки эти оказались несостоятельными. Исследования Венеры с помощью космических аппаратов — это один из немногих

случаев, когда удалось проверить прямыми измерениями выводы астрономических наблюдений, причем выводы смелые и необычные.

Уменьшение яркостной температуры на сантиметровых волнах объясняется поглощением в углекислом газе, которое возрастает с уменьшением длины волны. Так как коэффициент излучения пропорционален коэффициенту поглощения, то на коротких волнах атмосфера сама является источником излучения. Чем короче длина волны (и соответственно больше коэффициент поглощения), тем выше эффективный уровень в атмосфере, который испускает наблюдаемое излучение. В инфракрасном диапазоне (от примерно 5 до 100 микрон) излучают венерианские облака, имеющие температуру около 235—240°K на верхней границе.

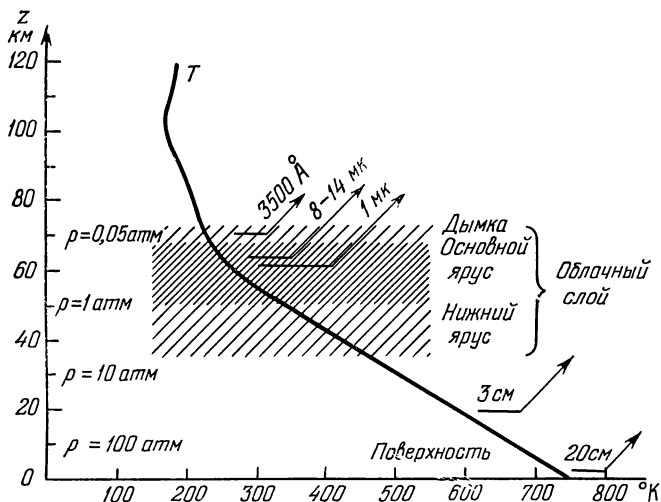


Рис. 170. Строение атмосферы Венеры. Расположение уровней, отражающих и излучающих в различных диапазонах.

На рис. 170 показано, с каких уровней атмосферы Венеры идет излучение в различных диапазонах. Интересно, что и радио- и инфракрасные температуры практически одинаковы на ночной и дневной стороне. Это объясняется очень медленной реакцией атмосферы на изменение режима освещения, связанной с ее большой массой, иными словами, с ее большой тепловой инерцией.

Наиболее вероятная причина, вызывающая разогрев поверхности Венеры, — это парниковый эффект, который возникает при выполнении двух условий: а) атмосфера достаточно про-

зрачна для солнечного излучения; б) атмосфера в высокой степени непрозрачна для теплового излучения поверхности (максимум в инфракрасной области). Направленный вверх поток тепла, идущий от поверхности и проходящий через атмосферные слои с низкой лучистой теплопроводностью, приводит к возникновению большого перепада температур в тропосфере. Условие (б) обеспечивается составом атмосферы: CO_2 с небольшой примесью H_2O сильно поглощает инфракрасное излучение. Относительно условия (а) были большие сомнения до самого последнего времени, пока «Венера-9» и «Венера-10» не измерили освещенность у поверхности. Эти измерения показали, что 5—10% солнечной энергии достигает поверхности планеты в виде излучения, рассеянного облаками.

Не нужно думать, что все проблемы строения атмосферы Венеры полностью решены. Многие еще не ясно, еще на многие вопросы предстоит ответить, и решаться они будут комплексными методами с использованием средств и космической техники, и наземной астрономии. Не ясна, например, природа облачного слоя Венеры. Высказывались разные предположения о его составе. В последнее время серьезно рассматривается гипотеза, предполагающая, что облачный слой Венеры состоит в верхней части из капель концентрированного раствора серной кислоты. Оптические свойства облачного слоя Венеры (зависимость коэффициента преломления и коэффициента поглощения от длины волны) очень хорошо согласуются с этой гипотезой.

Исследования на спускаемых и орбитальных аппаратах «Венера-9» и «Венера-10» существенно уточнили представления о структуре облачного слоя. Наиболее плотный слой облаков простирается на высоте от 50 до 65 км, ниже, от 50 до 35 км, плотность в несколько раз падает, еще ниже атмосфера ослабляет солнечное излучение главным образом за счет рэлеевского рассеяния в CO_2 . При этом даже наиболее плотный верхний ярус облаков (50—65 км) по своим оптическим свойствам скорее ближе к разреженному туману, чем к облакам в земном смысле слова. Дальность видимости здесь достигает нескольких километров.

В заключение необходимо сказать несколько слов о магнитосфере и ионосфере Венеры. Магнитометры, установленные на советских и американских космических аппаратах, показали, что планета Венера практически не обладает магнитным полем, оно по крайней мере в 3000 раз слабее земного. Однако Венера создает возмущения в межпланетном магнитном поле, связанном с солнечным ветром; она рассекает солнечный ветер, образуя при своем орбитальном движении характерный конус ударной волны. Это взаимодействие имеет место благодаря

наличию электрических зарядов в верхней атмосфере планеты, иными словами, ионосферы.

Венера очень близка по массе и размерам к Земле. Предполагается, что и внутренне строение у нее примерно такое же: имеется кора, мантия, жидкое ядро. Отсутствие магнитного поля у Венеры представляется, в связи с этим, несколько загадочным. Возможно, характер гидродинамических движений в ядре зависит от скорости вращения планеты, и при таком медленном вращении, как у Венеры, поле не возникает.

Из-за того, что ионосфера Венеры не защищена магнитным полем, солнечный ветер проникает в относительно плотные слои атмосферы планеты. В результате на дневной стороне Венеры образуется узкий ионосферный слой с концентрацией около 10^5 см^{-3} в максимуме. На ночной стороне электронная концентрация меньше. Высота этого слоя около 100 км.

Верхние слои земной атмосферы (выше 100 км) нагреты солнечным ультрафиолетовым излучением до температуры 1000—1500°К. Атмосфера Венеры на такой высоте значительно холоднее — ее температура 400—500°К. Это различие вызвано тем, что в верхних слоях атмосферы Венеры молекулы CO_2 не диссоциированы, а они являются хорошими излучателями в области спектра около 15 мк, и их присутствие приводит к охлаждению верхней атмосферы.

Самые верхние слои атмосферы Венеры (выше 500 км) состоят из атомарного водорода, аналогично самой внешней части земной атмосферы. Это было установлено по измерениям интенсивности резонансного рассеяния солнечной линии водорода 1215 Å, проведенного с помощью ультрафиолетовых фотометров, установленных на борту советских и американских космических аппаратов.

Спутников Венера не имеет.

§ 136. Марс. Общие вопросы строения планет земной группы

Марс, четвертая из планет земной группы, примерно вдвое меньше Земли по размерам (экваториальный радиус 3394 км) и в девять раз меньше по массе. Ускорение силы тяжести на поверхности планеты равно 376 см/сек^2 . Угловой диаметр Марса во время великих противостояний $25''$, во время афелийных $14''$. На поверхности Марса наблюдаются устойчивые детали, что позволило определить период его вращения с очень большой точностью: $24^{\text{h}}37^{\text{m}}22^{\text{s}},6$. Экватор планеты наклонен к плоскости ее орбиты на $24^\circ 56'$, почти так же, как и у Земли. Поэтому на Марсе наблюдается смена времен года, очень похожая на земную, с той лишь разницей, что лето в южном полушарии

Марса жарче и короче, чем в северном, так как оно наступает вблизи прохождения планетой своего перигелия. Марсианский год длится 687 земных суток.

Детали, наблюдаемые в телескоп на диске Марса (рис. 171), можно классифицировать следующим образом:

1. Яркие области, или *материки*, занимающие $\frac{2}{3}$ диска. Они представляют собой однородные светлые поля оранжево-красноватого цвета.

2. *Полярные шапки* — белые пятна, образующиеся вокруг полюсов осенью и исчезающие в начале лета. Это самые заметные



Рис. 171. Вращение Марса (фотографии с красным фильтром). Отчетливо видны «моря».

детали. В середине зимы полярные шапки занимают поверхность до 50° по широте. Летом северная полярная шапка исчезает целиком, от южной сохраняется небольшой остаток. Сквозь синие светофильтры полярные шапки выделяются очень контрастно.

3. *Темные области* (или *моря*), занимающие $\frac{1}{3}$ диска. Они видны на фоне светлых областей в виде пятен, различных по величине и форме. Изолированные темные области небольших размеров называются *озерами* или *оазисами*. Вдаваясь в материки, моря образуют заливы. И материки и моря имеют красноватый цвет.

Отношение яркости материков и морей максимально в красной и инфракрасной области (до 50% для самых темных морей), в желтых и зеленых лучах оно меньше, в синих на диске Марса моря вообще не различаются.

Темные области наряду с полярными шапками участвуют в цикле периодических сезонных изменений. Зимой темные области имеют наименьший контраст. Весной вдоль границы полярной шапки образуется темная кайма, и контраст темных областей вокруг нее увеличивается. Потемнение распространяется постепенно в направлении к экватору, захватывая

все новые и новые области. Многие детали, не различающиеся в данном полушарии зимой, становятся хорошо заметными летом. Волна потемнения распространяется со скоростью примерно 30 км в сутки. В некоторых районах изменения повторяются регулярно из года в год, в других происходят каждую весну по-разному. Кроме повторяющихся сезонных изменений, неоднократно наблюдалось необратимое исчезновение и появление темных деталей (вековые изменения). Светлые области не участвуют в сезонном цикле, но могут испытывать необратимые вековые изменения.

4. *Облака* — временные детали, локализованные в атмосфере. Иногда они закрывают значительную часть диска, препятствуя наблюдению темных областей. Различаются два вида облаков: желтые облака, по общему мнению, пылевые (бывают случаи, когда желтые облака закрывают весь диск на целые месяцы; такие явления называются «пылевыми бурями»); белые облака, состоящие скорее всего из ледяных кристалликов подобно земным циррусам.

В последние годы изучение Марса сильно продвинулось вперед благодаря использованию автоматических межпланетных станций. Американская АМС «Маринер-4» впервые сфотографировала Марс с близкого расстояния (около 10 000 км) в 1965 г. Оказалось, что Марс подобно Луне покрыт кратерами. За «Маринером-4» пролетели вблизи Марса и сфотографировали его «Маринер-6» и «Маринер-7», а в 1971 г., через несколько месяцев после великого противостояния, на орбиты вокруг Марса вышли его первые искусственные спутники, сделанные руками землян: два советских («Марс-2» и «Марс-3») и один американский («Маринер-9»). Программы их существенно отличались и взаимно дополняли друг друга. Американский спутник был нацелен в основном на фотографирование Марса; он получил несколько тысяч фотографий с разрешением около 1 км, покрывающих почти всю поверхность Марса. Некоторые из них показаны на рис. 172 и 173. Советские спутники проводили фотографирование в гораздо меньшем объеме, но зато они были оснащены большим количеством аппаратуры, предназначенной для исследования поверхности Марса, его атмосферы и околопланетного пространства физическими методами. Инфракрасным радиометром измерялась температура поверхностного слоя и одновременно радиотелескопом температура грунта на глубине в несколько десятков сантиметров; измерялась яркость в различных длинах волн, атмосферное давление и высоты по интенсивности полос CO_2 , содержание H_2O в атмосфере, магнитное поле, состав и температура верхней атмосферы, электронная концентрация в ионосфере, поведение межпланетного вещества в окрестностях Марса.

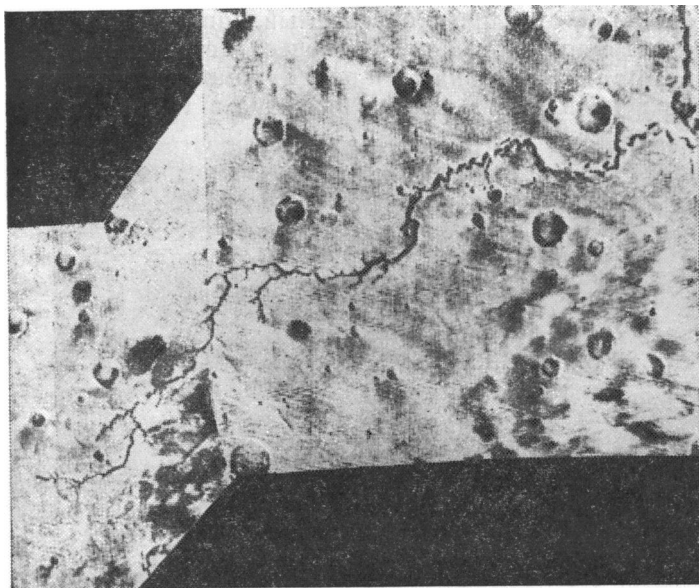


Рис. 173. Долина, напоминающая сухое речное русло, в области *Mare Erythraeum*. Ее длина около 400 км (фотография «Маринера-9»).



Рис. 172. Гигантская вулканическая гора на Марсе — *Nix Olympica*, раньше известная только как круглое яркое пятнышко. Диаметр вулканического конуса в основании около 500 км (мозаика из фотографий «Маринера-9»).

От АМС «Марс-3» отделился спускаемый аппарат, который впервые совершил мягкую посадку на поверхность Марса. Советская программа исследований Марса с помощью космических аппаратов получила дальнейшее развитие в 1974 г., когда



Рис. 174. Панорама поверхности Марса, полученная посадочным блоком космического аппарата «Викинг-1».

четыре советских космических аппарата прибыли к планете. Один из них, «Марс-6» совершил посадку на поверхность, и во время спуска в атмосфере впервые провел прямые измерения ее состава, температуры и давления. «Марс-5» вышел на орбиту искусственного спутника планеты, а «Марс-4» и «Марс-7» проводили исследования планеты и межпланетного пространства на пролетных траекториях.

Фотографии поверхности, полученные с борта «Маринера-9», «Марса-4» и «Марса-5» показали, что поверхность Марса весьма разнообразна по характеру геологических форм. Большая часть ее покрыта кратерами, однако имеются и ровные области, почти

лишенные кратеров. Среди кратеров попадаются такие, которые расположены на вершинах огромных конусообразных гор (см. рис. 172). Такое расположение означает, что это не метеоритные кратеры, а вулканические. На склонах крупнейших вулканов мало метеоритных кратеров и, следовательно, эти вулканы «молодые», они образовались сравнительно недавно. Таким образом, Марс — геологически активная планета. Марс, видимо, обладает собственным магнитным полем, хотя и значительно более слабым, чем Земля; существование собственного магнитного поля указывает на присутствие в центре планеты жидкого ядра.

На поверхности Марса имеются образования, очень похожие на высохшие русла рек (см. рис. 173). 20 июля 1976 г. совершил посадку на поверхность Марса американский спускаемый аппарат «Викинг-1». На рис. 174 показана одна из панорам, переданных им на Землю. Марсианский пейзаж очень напоминает некоторые земные пустыни. Видны отлогие песчаные дюны, много угловатых камней.

На рис. 175 представлены температуры и яркость поверхности, а также содержание H_2O в атмосфере, измеренные «Марсом-3» во время одного из прохождений перицентра своей орбиты (перицентр — ближайшая к планете точка орбиты спутника).

На карте Марса (рис. 176) показана трасса, вдоль которой проводились измерения при данном прохождении. Приборы «увидели» сначала южное полушарие Марса и за полчаса их оптические оси пересекли всю планету с юга на север. Видно, что более темные области являются и более теплыми (они поглощают больше солнечного тепла). В северных областях (широта $\varphi > 45^\circ$) температура падает до очень низкого уровня, около 150°K . Здесь находится зона полярной шапки. Она проявляется как резкое увеличение яркости в ультрафиолетовых лучах ($0,37\text{ мк}$), но совсем не видна в ближней инфракрасной области ($1,38\text{ мк}$; здесь планета светит все еще отраженным, а не тепловым излучением). Это означает, что мы видим в данном случае не снег или лед на поверхности, а облака (из тонких кристалликов), плавающие в атмосфере. Размеры кристалликов так малы, что на длине волны около 1 мк они уже свет не рассеивают. Возможно, что это кристаллики обычного льда H_2O : мы видим, как резко падает здесь содержание пара H_2O . Он должен переходить в твердую фазу. При таких температурах может конденсироваться и углекислый газ.

Температура поверхности Марса колеблется в широких пределах. На экваторе днем она достигает $+30^\circ\text{C}$, а ночью -100°C . Это происходит из-за малой теплопроводности марсианского грунта. Она почти столь же низка, как у лунного. Самая низ-

кая температура бывает зимой на поверхности полярных шапок (-125°C).

В спектре Марса наблюдаются хорошо заметные полосы CO_2 , хотя и более слабые, чем в спектре Венеры (см. рис. 166). Облака на Марсе обычно закрывают незначительную долю поверхности (в отличие от Венеры), и поэтому из спектроскопических наблюдений можно определить абсолютную величину

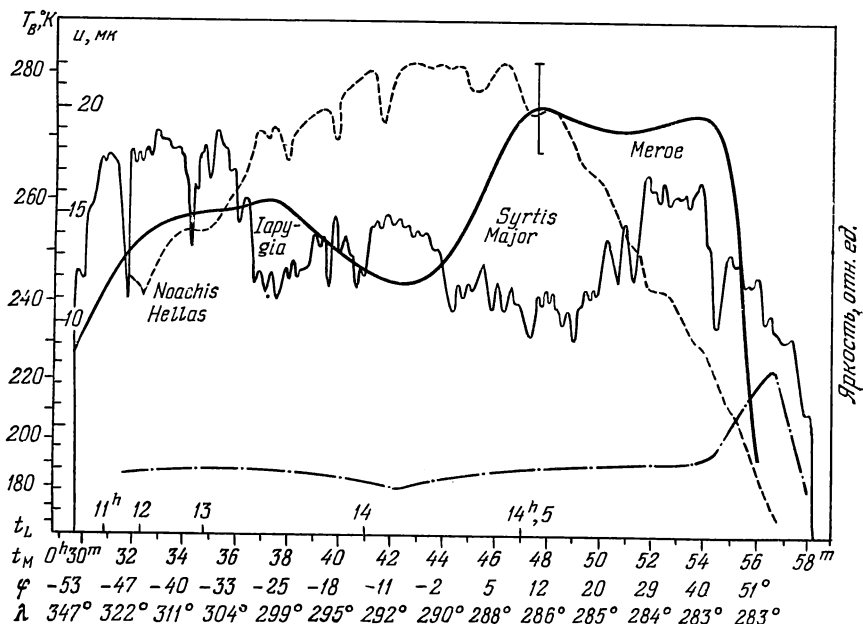


Рис. 175. Измерения яркости, температуры и содержания водяного пара на Марсе, проведенные «Марсом-3» при прохождении перицентра его орбиты 16 февраля 1972 г. с высоты около 1000 км.

Сплошная извилистая линия — яркость в длине волны $13\,800 \text{ \AA}$, штрих-пунктирная линия — яркость в длине волны 3700 \AA , штриховая — температура, жирная сплошная — содержание H_2O в атмосфере. Яркости даны в относительных единицах, содержание H_2O — в микронах осажденной H_2O .

содержания CO_2 в атмосфере. Так как на интенсивность слабых и сильных линий полное давление газа влияет по-разному, то можно определить и его. Аппаратура, установленная на «Марсе-6» и «Викинге-1 и 2» измерила давление в атмосфере Марса непосредственно с помощью барометрических датчиков. Оно равно у поверхности в среднем 6 мб. На «Викинге-1 и 2» были проведены прямые измерения химического состава с помощью масс-спектрометра, которые показали, что атмосфера Марса на 95% состоит из CO_2 .

Давление в различных районах Марса может отличаться в несколько раз из-за различия высот. Самые высокие области Марса лежат на 20 км выше самых низких. Интересно, что темные и светлые области с одинаковой вероятностью могут быть и низкими и высокими. В северном полушарии преобладают низкие районы.

В спектре Марса обнаружены линии водяного пара. При наземных наблюдениях их удается отделить от земных линий только благодаря доплеровскому смещению, так как они очень слабы. При наблюдениях с космических аппаратов эта трудность отсутствует. Пример наблюдений с космического аппарата приводился выше (см. рис. 175). Содержание водяного пара в атмосфере Марса меняется во времени и различно в разных районах. Иногда оно ниже предела обнаружения (около 1 микрона осажденной воды для измерений, произведенных на «Марсе-3»), иногда достигает 50 микрон. Такова толщина пленки воды, которая покрыла бы планету, если сконденсировать весь атмосферный водяной пар. На Земле в атмосфере содержится воды примерно в 1000 раз больше. Средняя температура Марса (200°K) заметно ниже земной, и под его поверхностью следует ожидать слой вечной мерзлоты, который задерживает выделение H_2O из недр планеты.

Заметим, что в жидкой фазе вода при марсианских температурах и давлениях существовать не может; она может быть только в виде льда или пара.

Кроме H_2O в атмосфере Марса обнаружены и некоторые другие малые составляющие — N_2 (2,5%), Ar (1,5%), CO ($\sim 0,01\%$), O_2 ($\sim 0,01\%$), следы озона O_3 .

Полярные шапки Марса имеют сложную природу. Только на краях и лишь в некоторые определенные периоды времени это облака. Значительная часть видимой полярной шапки представляет собой твердый осадок на поверхности, причем этот осадок образован замерзшей углекислотой с примесью обычного водяного льда. В полярных шапках (главным образом в исчезающей полностью южной) содержится больше CO_2 и H_2O , чем в атмосфере. Было высказано следующее очень интересное предположение. Вследствие прецессии полярной оси Марса один раз в 50 000 лет получается так, что обе полярные шапки исчезают полностью и тогда давление в атмосфере повышается, увеличивается содержание H_2O , появляется жидкая вода. Может быть, в эти периоды текла река, оставившая русло, изображенное на рис. 173.

Во время полета американских и советских космических станций вблизи Марса были проведены эксперименты по просвечиванию его атмосферы радиоволнами, такие же, как при исследовании Венеры (см. § 135). Они позволили определить ат-

мосферное давление и температуру на высоте ≤ 40 км и, кроме того, электронную концентрацию в ионосфере планеты. Максимум ионизации был найден на высоте 120 км, где электронная концентрация на дневной стороне планеты равна 10^5 см⁻³, т. е. на порядок меньше, чем в земной ионосфере.

Теперь, когда мы изложили основные наблюдательные данные о поверхности и атмосфере Марса, рассмотрим возможные объяснения периодических сезонных изменений в темных областях, связанных по времени с таянием полярной шапки. Одно из них состоит в том, что весной, когда начинается сублимация полярных шапок, грунт оттаивает, увеличивается влажность. С течением времени этот процесс оттаивания распространяется все дальше к экватору, вызывая потемнение морей и оазисов. Если процессы потемнения связаны с увеличением влажности грунта, то здесь имеются две возможности:

- 1) темные области заняты растительностью, которая подобно земной с наступлением весны вступает в активную фазу благодаря увеличению температуры и влажности;

- 2) темные области покрыты каким-либо минеральным материалом, темнеющим при увеличении температуры или влажности.

Однако периодический процесс потемнения может быть вовсе не связан с влажностью. Например, он может быть вызван периодическими сезонными изменениями в направлениях ветров. Весной ветер уносит из морских областей более мелкие частицы, и моря темнеют, осенью происходит перемещение мелких частиц в обратном направлении.

Давно отмечалась способность темных областей к восстановлению. На Марсе часто бывают пылевые бури, которые, казалось бы, должны были давно засыпать моря. Ничего подобного не происходит. Вскоре после окончания пылевой бури контраст темных областей полностью восстанавливается. Это свойство легко объясняется, если предположить, что темные области покрыты растительностью. Но опять-таки, если принять, что моря — это области, из которых более мелкие частицы легко выдуваются ветром, восстановление контраста можно объяснить и без привлечения гипотезы о растительности.

Итак, явления, которые могут рассматриваться как указание на деятельность марсианской биосферы, это: 1) периодические сезонные изменения темных областей; 2) связь периодических сезонных изменений темных областей с сублимацией полярных шапок; 3) способность темных областей к регенерации (восстановлению контраста). Все они, как мы видели, могут иметь объяснение, весьма далекое от биологических процессов. Малое атмосферное давление и огромные суточные колебания температуры (не менее 100°) заставляют многих исследователей

отрицательно относиться к возможности существования биосферы на Марсе. С другой стороны, известна и огромная приспособляемость живых организмов. В земной почве находятся микроорганизмы (анаэробные бактерии), способные переносить низкие давления и температуру и не нуждающиеся в кислороде. Поэтому поиски живых организмов на Марсе не представляются полностью безнадежным делом. Такие поиски будут, видимо, производиться с помощью АМС, способных производить мягкую посадку на марсианскую поверхность.

Марс имеет двух спутников, Фобоса и Деймоса, которые были открыты американским астрономом Холлом в 1877 г. Они очень близки к планете и слабы ($+11^m,5$ и $+12^m,5$), наблюдать их поэтому трудно. Фобос находится на расстоянии 2,77 радиуса планеты от ее центра и его период обращения $7^h39^m14^s$, т. е. значительно меньше периода вращения Марса. В результате Фобос восходит на западе, несмотря на то, что направление обращения его прямое. Деймос обращается на среднем расстоянии в 6,96 радиуса планеты, с периодом $30^h17^m55^s$. На рис. 177 приведена фотография Фобоса, полученная с борта «Маринера-9». Его поверхность значительно сильнее испещрена кратерами, чем марсианская, из-за полного отсутствия атмосферной эрозии. Оба спутника имеют неправильную форму. Размеры Фобоса около 22—25 км в поперечнике, Деймоса — около 13 км.

Четыре планеты земной группы имеют много общего в своих характеристиках. Почти все вещество сосредоточено в литосфере. Массы находятся в пределах от $1,5 \cdot 10^{-7}$ до $3 \cdot 10^{-6} M_{\odot}$ и радиусы, примерно, от $3,5 \cdot 10^{-3}$ до $9,0 \cdot 10^{-3} R_{\odot}$. Средние плотности лежат в еще более узких пределах — от 4,0 (Марс) до $5,4 \div 5,5 \text{ г/см}^3$ (остальные три планеты). По-видимому, в недрах всех планет этой группы имеется химическая дифференциация: тяжелые элементы (в частности, Fe) концентрируются к центру, легкие и вместе с тем более легкоплавкие — в наружных оболочках; кора и мантия состоят из силикатных пород. Возможно, все четыре планеты обладают жидким ядром. По крайней мере на двух планетах (Земля и Марс) имеются вулканы. На поверхности всех четырех планет имеются в тех или иных масштабах следы тектонической деятельности (процессов горообразования). Все подвергались сильной метеоритной бомбардировке, которая явилась одним из основных факторов в формировании поверхности Марса и Меркурия. На Земле метеоритные кратеры почти целиком стерты тектоническими и эрозионными процессами, на Венере они, по-видимому, сохранились гораздо лучше.

Единственным энергетическим источником, определяющим температуру и климат планет земной группы, является солнеч-

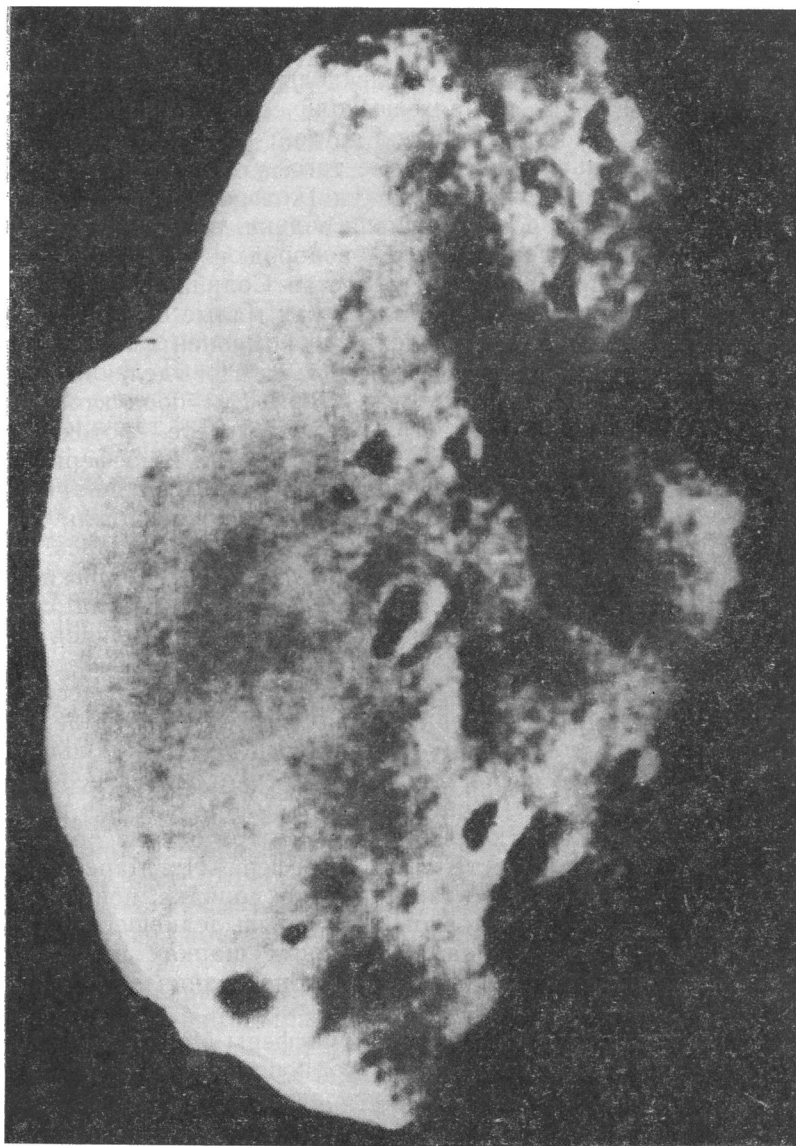


Рис. 177. Спутник Марса Фобос, сфотографированный с расстояния около 5000 км телевизионной камерой «Маринера-9».

ное излучение. Поток внутреннего тепла пренебрежимо мал по сравнению с потоком солнечного излучения.

Три планеты из четырех имеют атмосферу. Венера и Марс по составу атмосферы похожи: углекислый газ является главной составляющей в обоих случаях, но количества его очень разные. Состав земной атмосферы совсем другой: азот, кислород, углекислого газа очень мало, и, кроме того, у Земли имеется гидросфера — огромное количество воды (которой, наоборот, очень мало на Венере и Марсе). Различия велики, но есть очень важные общие черты: легкие газы — водород и гелий, наиболее обильные элементы (входящие в состав Солнца, звезд и межзвездного газа) присутствуют только как малые составляющие; все газы, которые являются основными компонентами атмосфер (CO_2 , N_2) и вода оказываются продуктами газовыделения вулканов. Кислород на Земле является вторичным продуктом, возникшим при разложении H_2O в результате фотохимических и биологических процессов. Современные атмосферы планет земной группы (и гидросфера Земли) определенно имеют вторичное происхождение — в том смысле, что они были выделены литосферой уже после того, как она сформировалась. Первичная атмосфера, состоявшая главным образом из легких газов, оставшихся от протопланетной туманности, могла сохраниться (если такая атмосфера вообще существовала) лишь очень короткое время и должна была быстро диссипировать.

Количество CO_2 и N_2 , выделившееся за время существования планет ($4,5 \cdot 10^9$ лет), примерно одинаково на Земле и на Венере, а воды, по-видимому, выделилось гораздо больше на Земле. Жидкая вода очень хорошо растворяет CO_2 и переводит в карбонатные породы. Гидросфера на Земле удалила в результате почти весь углекислый газ, а на Венере она не образовалась, и CO_2 полностью остался в атмосфере. На Марсе общая скорость газовыделения, видимо, на два порядка меньше, чем на Венере, и, кроме того, основная часть выделившегося количества CO_2 и H_2O связана в полярных шапках и в грунте (в результате процессов адсорбции и образования вечной мерзлоты).

Практически полностью лишен атмосферы Меркурий. Между тем ускорение силы тяжести на его поверхности почти такое же, как у Марса, и он мог бы, вероятно, удержать CO_2 , если бы его накопилось столько же, сколько на Марсе. Многие в процессах формирования и эволюции планетных атмосфер еще не понято, это одна из интереснейших проблем физики планет, разработка которой только начинается. Заметим, что она имеет определенное практическое значение, так как должна дать прогноз дальнейшей эволюции атмосферы и климата Земли.

§ 137. Юпитер

Юпитер — самая большая планета Солнечной системы. Его масса в 318 раз больше земной и составляет около $1/_{1050}$ массы Солнца. Экваториальный радиус Юпитера равен 71 400 км (в 11,2 раза больше земного). Точность, с которой определен радиус Юпитера, невелика. Ошибка может достигать нескольких сотен километров. Полярный радиус заметно меньше экваториального и равен 66 900 км, т. е. сжатие планеты $\varepsilon = 1/_{16}$. Гравитационное ускорение около 2500 см/сек². Средняя плотность 1,3 г/см³.

Угловой диаметр Юпитера — около 40''. На диске видно множество деталей (рис. 178 и 179), но среди них нет ни одной постоянной. Есть некоторое число деталей, которые наблюдаются в течение столетий, но их положение и вид изменяются. Это означает, что видимая поверхность Юпитера представляет собой облачный покров. Наиболее заметны темные красноватые полосы, вытянутые параллельно экватору. Светлые промежутки между ними называются зонами. Зоны и полосы расчленяются на отдельные пятна различного вида и формы. В 1878 г. на широте —20° было обнаружено образование, названное позднее Красным пятном, занимавшее по долготе 30°. Впоследствии оно уменьшало свою интенсивность, затем несколько увеличилось, но всегда оставалось более слабым, чем в момент открытия. Его можно видеть и сейчас, а просмотр старых зарисовок показал, что его наблюдали еще в XVII в., не обращая на него особого внимания.

Период вращения, определенный по движению деталей, которые расположены на разных широтах, оказывается различным, аналогично тому, как это имеет место на Солнце. Период вращения увеличивается с ростом широты. На широте Красного пятна он на 5^m10^s,6 больше, чем на экваторе. Разные образования расположены, по-видимому, на различных высотах, и бывают случаи, когда наблюдается прохождение одного объекта над другим.

В связи с различной скоростью вращения на разных широтах для указания положения тех или иных деталей на Юпитере применяется две системы долгот: система долгот I, с периодом вращения 9^h50^m30^s для экваториальных областей; система долгот II, с периодом 9^h55^m40^s для средних широт. Система долгот II соответствует средней скорости вращения Красного пятна, однако истинная скорость вращения Красного пятна не постоянна, и оно испытывает в системе II вековые смещения неправильного характера.

Полосатая структура диска Юпитера является следствием преимущественно зонального (т. е. ориентированного вдоль

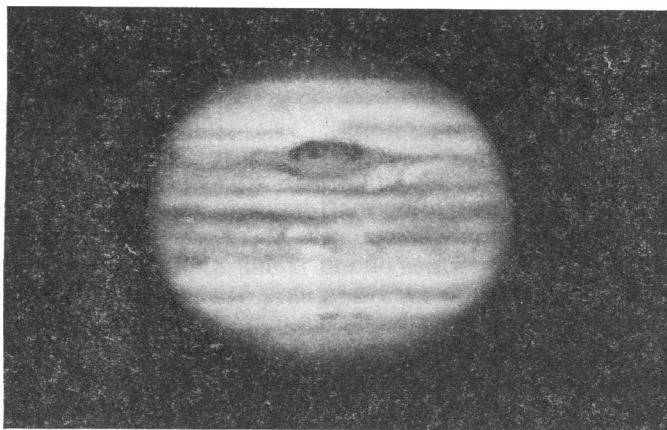


Рис. 178. Фотография Юпитера в синих лучах (обсерватория Нью-Мехико). Видны Красное Пятно, а также тонкая структура темных полос и светлых зон.

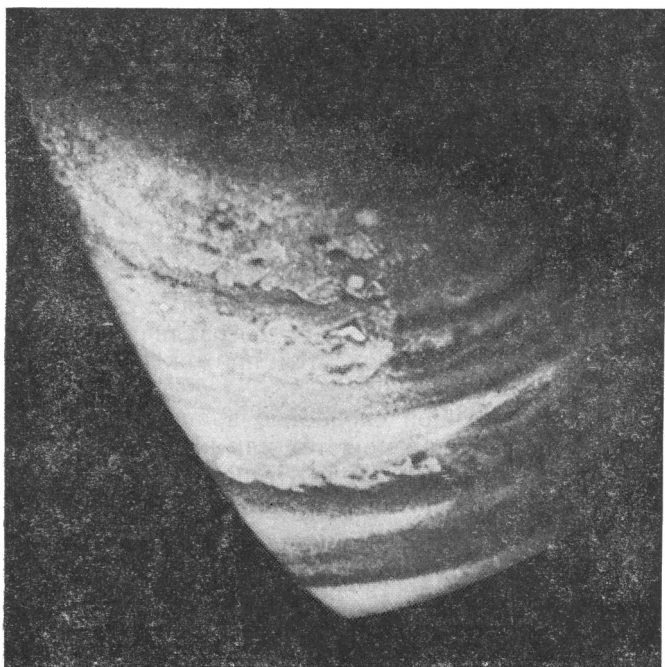


Рис. 179. Юпитер с расстояния 550-000 км («Пионер-11»).

параллелей) направления ветра в атмосфере Юпитера. Механизм, который приводит в действие общую циркуляцию на Юпитере, такой же, как на Земле (см. § 130): разность в количестве тепла, получаемого от Солнца на полюсах и экваторе, вызывает возникновение гидродинамических потоков, которые отклоняются в зональном направлении кориолисовой силой. При таком быстром вращении, как у Юпитера, линии тока практически параллельны экватору. Картина усложняется конвективными движениями, которые наиболее интенсивны на границах между гидродинамическими потоками, имеющими разную скорость. Конвективные движения выносят вверх окрашивающее вещество, присутствием которого объясняется слегка красноватый цвет Юпитера. В области темных полос конвективные движения наиболее сильны, и это объясняет их более интенсивную окраску.

Так же как и в земной атмосфере, на Юпитере могут формироваться циклоны. Оценки показывают, что крупные циклоны, если они образуются в атмосфере Юпитера, могут быть очень устойчивы (время жизни до 10^5 лет). Вероятно, Большое Красное пятно является примером такого циклона. Изображения Юпитера, полученные при помощи аппаратуры, установленной на американских космических аппаратах «Пионер-10» и «Пионер-11» (см. ниже), показали, что Большое Красное пятно не является единственным образованием такого типа: имеется несколько устойчивых красных пятен меньшего размера.

Спектроскопическими наблюдениями установлено присутствие в атмосфере Юпитера молекулярного водорода H_2 , гелия He , метана CH_4 , аммиака NH_3 , этана C_2H_6 , ацетиленов C_2H_2 и водяного пара H_2O . По-видимому, элементный состав атмосферы (и всей планеты в целом) не отличается от солнечного (около 90% водорода, 9% гелия, 1% более тяжелых элементов).

Полное давление у верхней границы облачного слоя составляет около 1 атм. Облачный слой имеет сложную структуру. Верхний ярус состоит из кристалликов NH_3 , ниже должны быть расположены облака из кристаллов льда и капелек воды.

Инфракрасная яркостная температура Юпитера, измеренная в интервале 8—14 мк, равна в центре диска 128—130°К. На рис. 180 показан температурный разрез Юпитера по диаметру. Видно, что температура T , измеренная на краю, ниже, чем в центре диска. Это можно объяснить следующим образом. На краю диска луч зрения идет наклонно, и эффективный излучающий уровень (т. е. уровень, на котором достигается оптическая толщина $\tau = 1$) расположен в атмосфере на большей высоте, чем в центре диска. Если температура в атмосфере падает с увеличением высоты, то яркость и температура на краю будут несколько меньше. Слой аммиака толщиной в несколько

сантиметров (при нормальном давлении) уже практически непрозрачен для инфракрасного излучения в интервале 8—14 мк. Отсюда следует, что инфракрасная яркостная температура Юпитера относится к довольно высоким слоям его атмосферы. Распределение интенсивности в полосах CH_4 показывает, что температура облаков значительно больше (160—170°K). При температуре ниже 170°K аммиак (если его количество соответ-

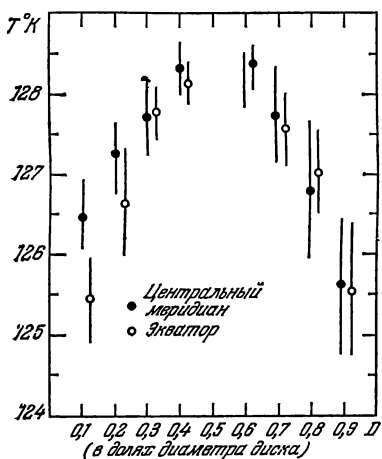


Рис. 180. Температурные разрезы Юпитера по центральному меридиану и экватору.

ствует спектроскопическим наблюдениям) должен конденсироваться; поэтому предполагается, что облачный покров Юпитера, по крайней мере частично, состоит из аммиака. Метан конденсируется при более низких температурах и в образовании облаков на Юпитере участвовать не может.

Яркостная температура 130°K заметно выше, чем равновесная, т. е. такая, которую должно иметь тело, светящееся только за счет переизлучения солнечной радиации. Расчеты, учитывающие измерение отражательной способности планеты, приводят к равновесной температуре около 100°K. Существенно, что величина яркостной температуры около

130°K была получена не только в узком диапазоне 8—14 мк, но и далеко за его пределами. Таким образом, полное излучение Юпитера в

$$\left(\frac{130}{100}\right)^4 \approx 2,9$$

раз превосходит энергию, получаемую от Солнца, и большая часть излучаемой им энергии обусловлена внутренним источником тепла. В этом смысле Юпитер ближе к звездам, чем к планетам земного типа. Однако источником внутренней энергии Юпитера не являются, конечно, ядерные реакции. По-видимому, излучается запас энергии, накопленной при гравитационном сжатии планеты (в процессе формирования планеты из протопланетной туманности гравитационная энергия пыли и газа, образующих планету, должна была переходить в кинетическую и затем в тепловую энергию).

Наличие большого потока внутреннего тепла означает, что температура довольно быстро растет с глубиной. Согласно наи-

более вероятным теоретическим моделям она достигает 400°K на глубине 100 км ниже уровня верхней границы облаков, а на глубине 500 км — около 1200°K . Расчеты внутреннего строения показывают, что атмосфера Юпитера является очень глубокой ($\approx 10^4\text{ км}$), а основная масса планеты (ниже этой границы) находится в жидкой фазе. Водород при этом находится в вырожденном или, что то же самое, в металлическом состоянии (электроны оторваны от протонов). В толще атмосферы водород и гелий, строго говоря, находятся не в газообразном, а в сверхкритическом состоянии: плотность в нижних слоях атмосферы достигает $0,6\text{--}0,7\text{ г/см}^3$, и свойства вещества скорее напоминают жидкость, чем газ. В самом центре планеты, возможно, существует твердое ядро из тяжелых элементов.

Юпитер является одним из самых сильных космических источников радиоизлучения в дециметровом диапазоне ($\lambda > 10\text{ м}$). Оно имеет спорадический характер, т. е. состоит из отдельных всплесков разной интенсивности.

В появлении кратковременных радиовсплесков наблюдается определенная периодичность. Период вращения, вычисленный из наблюдений спорадического радиоизлучения, равен $9^{\text{h}}55^{\text{m}}29^{\text{s}},4$. Он близок к периоду системы II, но отличается от него вполне заметно.

Для анализа радионаблюдений в связи с этим была предложена система долгот III, соответствующая периодичности спорадического радиоизлучения. На рис. 181 показано распределение числа случаев наблюдения спорадического радиоизлучения Юпитера по долготе в системе III на различных частотах. Можно выделить по крайней мере два мощных источника дециметрового радиоизлучения, один из которых находится на долготах $100\text{--}150^{\circ}$, а другой — на $190\text{--}250^{\circ}$. Оба источника являются, по-видимому, направленными, причем ширина конуса излучения составляет несколько десятков градусов. Спорадическое

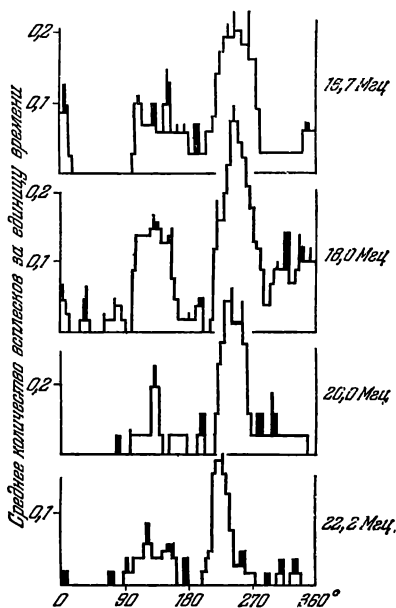


Рис. 181. Распределение случаев наблюдения спорадического радиоизлучения Юпитера по долготе в системе III.

радиоизлучение Юпитера не наблюдается на частотах выше 35 МГц ($\lambda = 9$ м), а на частоте 27 МГц уже имеет большую интенсивность.

Природа спорадического радиоизлучения Юпитера остается пока не раскрытой. Высказывалось предположение, что источником его могут служить мощные грозовые разряды, однако спектр радиоизлучения земных грозовых разрядов не обрывается резко со стороны высоких частот. В качестве механизма генерации предлагаются плазменные колебания в ионосфере Юпитера (аналогично спорадическому радиоизлучению Солнца), но как они возбуждаются и почему источники локализованы на определенных длинах волн — не ясно.

В области длин волн 8 мм — 68 см наблюдалось спокойное радиоизлучение Юпитера, почти не меняющее своей интенсивности по времени. Спектр радиоизлучения Юпитера в области 3—68 см приведен на рис. 182. Яркостная температура на волне 3 см составляет около 160°К и очень близка к температуре облачного слоя, но она быстро возрастает с длиной волны, достигая 50 000°К на волне в 68 см. При вычислении яркостной температуры предполагалось, что источник радиоизлучения совпадает по угловым размерам с диском Юпитера. На волне 3 см это предположение правильно, так как основной вклад здесь дает, вероятно, обычное тепловое излучение. На дециметровых волнах были проведены непосредственные измерения угловых размеров Юпитера радиоинтерферометром и оказалось, что источник радиоизлучения больше видимого диска. Он вытянут в экваториальном направлении симметрично по отношению к диску примерно на величину диаметра планеты в обе стороны. Было высказано предположение, что Юпитер обладает, как и Земля, радиационными поясами, но плотность и энергия электронов, а также напряженность магнитного поля в поясах Юпитера больше. Энергичные электроны в магнитном поле излучают электромагнитные волны. Это излучение называется магнитно-тормозным, и в частном случае релятивистских энергий — синхротронным. Синхротронное излучение должно быть поляри-

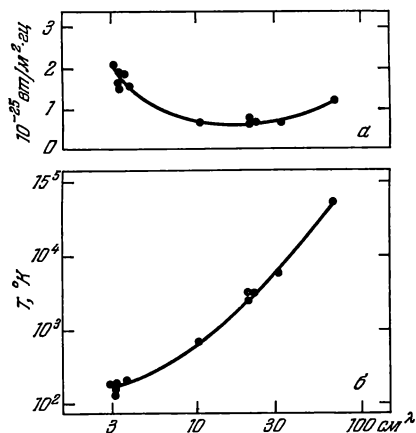


Рис. 182. Спектр радиоизлучения Юпитера в сантиметровом диапазоне: а) яркостная температура, б) поток радиоизлучения.

ратуры предполагалось, что источник радиоизлучения совпадает по угловым размерам с диском Юпитера. На волне 3 см это предположение правильно, так как основной вклад здесь дает, вероятно, обычное тепловое излучение. На дециметровых волнах были проведены непосредственные измерения угловых размеров Юпитера радиоинтерферометром и оказалось, что источник радиоизлучения больше видимого диска. Он вытянут в экваториальном направлении симметрично по отношению к диску примерно на величину диаметра планеты в обе стороны. Было высказано предположение, что Юпитер обладает, как и Земля, радиационными поясами, но плотность и энергия электронов, а также напряженность магнитного поля в поясах Юпитера больше. Энергичные электроны в магнитном поле излучают электромагнитные волны. Это излучение называется магнитно-тормозным, и в частном случае релятивистских энергий — синхротронным. Синхротронное излучение должно быть поляри-

зовано, и действительно, специальные наблюдения обнаружили поляризацию дециметрового радиоизлучения Юпитера.

В конце 1973 г. американский космический аппарат «Пионер-10» пролетел вблизи Юпитера, а еще через год так же прошел «Пионер-11». Приборы, установленные на них, непосредственно измерили концентрацию электронов и протонов различных энергий в окрестностях планеты, а также ее магнитное поле, и предположение о существовании радиационных поясов Юпитера полностью подтвердилось. Напряженность магнитного поля вблизи поверхности достигает, примерно, 10 э. Радиус магнитосферы составляет около 100 радиусов планеты. Кроме измерений магнитного поля и захваченной им радиации, проводился ряд других интересных экспериментов: были получены изображения планеты с разрешением, превосходящим наземные снимки в несколько раз, исследовались инфракрасное излучение, ультрафиолетовый спектр свечения верхней атмосферы (в частности, впервые была обнаружена линия гелия, и тем доказано его присутствие в атмосфере планеты).

Вокруг Юпитера обращается 13 спутников. Четыре из них открыл Галилей — это Ио (I), Европа (II), Ганимед (III) и Каллисто (IV). Мы привели их в порядке возрастающих расстояний. По размерам они примерно такие же, как Луна, но вследствие большого расстояния от нас их диски (порядка 1") различаются лишь на пределе. В очень хороших атмосферных условиях опытные наблюдатели видели отдельные пятна на дисках галилеевых спутников, и удалось составить карты основных деталей на их поверхности. Установлено, что галилеевы спутники вращаются вокруг оси синхронно с движением вокруг Юпитера и обращены к нему все время одной стороной.

Галилеевы спутники являются объектами 5—6^m, и их можно наблюдать в любой телескоп или бинокль. Остальные спутники гораздо слабее. Спутник V (Амальтея), открытый Барнардом в 1892 г., является самым близким к планете и находится от нее на расстоянии в 2,56 радиуса планеты. Спутники VI—XIII были открыты уже в нашем веке по фотографическим наблюдениям. Все они слабые, от 13^m до 18^m, имеют небольшие размеры и удалены на большие расстояния от Юпитера (от 160 до 332 радиусов планеты). Спутники VIII, IX, XI и XII обращаются вокруг Юпитера в обратном направлении, остальные — в прямом.

§ 138. Сатурн

Сатурн (рис. 183) расположен примерно вдвое дальше от Солнца, чем Юпитер, и обращается вокруг Солнца за 29,5 года. Экваториальный радиус Сатурна равен 60 400 км, масса в 95 раз больше земной, ускорение силы тяжести на экваторе 1100 см/сек².

Сатурн имеет заметное сжатие диска, равное $1/10$, т. е. больше, чем у Юпитера. Период вращения на экваторе равен $10^h 14^m$ и, как у Юпитера, увеличивается с увеличением широты. На диске Сатурна тоже можно различить полосы, зоны и другие более

тонкие образования, но контрастность деталей значительно меньше, чем у Юпитера, и в целом диск Сатурна деталями гораздо беднее.

Спектроскопические исследования обнаружили в атмосфере Сатурна H_2 , CH_4 , C_2H_2 , C_2H_6 . Элементный состав, по видимому, не отличается от солнечного, т. е. планета состоит на 99% из водорода гелия. Глубина атмосферы (водород и гелий — в сверхкритическом состоянии) может достигать половины радиуса планеты.

Инфракрасные наблюдения показывают температуру Сатурна около $95^\circ K$. Так же как и у Юпитера, больше половины излучаемой энергии обусловлено потоком внутреннего тепла.

Были сделаны попытки обнаружить спорадическое декаметровое радиоизлучение Сатурна, но уверенных результатов не получено. В диапазоне 3—21 см наблюдается спокой-

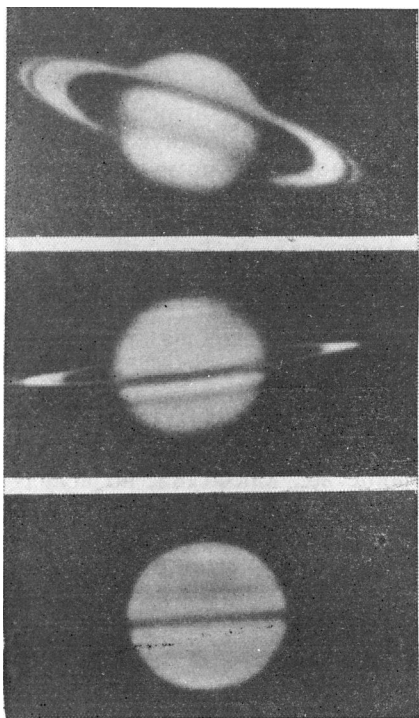


Рис. 183. Фотографии Сатурна.

ное радиоизлучение планеты. Яркостная температура в этом диапазоне монотонно растет с длиной волны. Возможно, это объясняется, как и у Юпитера, излучением радиационных поясов планеты, однако не исключены и другие объяснения.

Кольца Сатурна — один из самых красивых объектов, которые можно наблюдать в телескоп. Их впервые увидел Галилей в 1610 г., но установить действительную форму найденного им образования Галилею не удалось. Это сделал в 1655 г. Гюйгенс, который обнаружил, что оно представляет собой плоское кольцо, концентричное телу планеты, но не примыкающее к нему. Ныне известно, что кольцо состоит из трех концентрических колец, которые, как и экватор планеты, наклонены к плоскости

орбиты под углом в $26^{\circ}45'$. Внешнее кольцо А отделено от среднего кольца В резким темным промежутком, называемым щелью Кассини. Среднее кольцо является самым ярким. От внутреннего кольца С оно тоже отделено темным промежутком. Внутреннее кольцо С, темное и полупрозрачное, называется креповым кольцом. Край этого кольца с внутренней стороны размыт и сходит на нет постепенно. В кольцах различается много других, более тонких градаций, но нельзя найти ни одной детали, ориентированной по радиусу или имеющей форму пятна.

Причина, по которой Сатурн на расстоянии около 10^5 км имеет именно кольцо, а не спутник, состоит в приливной силе. Было показано, что если бы спутник и образовался на таком расстоянии, то он был бы разорван под действием приливной силы на мелкие осколки. В эпоху формирования планет-гигантов вокруг них на некотором этапе возникли уплощенные облака протопланетной материи, из которой потом образовались спутники. В зоне колец приливная сила воспрепятствовала образованию спутника. Таким образом, кольца Сатурна, вероятно, являются остатками допланетной материи.

При прохождении Земли через плоскость колец Сатурна удалось установить, что их толщина очень мала (от 2 до 20 км).

Еще в прошлом веке было теоретически показано, что кольца не могут быть сплошными твердыми телами. В начале XX в. по доплеровскому смещению линий в спектре колец было установлено, что скорость обращения различных участков колец уменьшается с увеличением их расстояния от планеты в полном соответствии с третьим законом Кеплера. Следовательно, кольца состоят из огромного количества частиц, независимо обращающихся вокруг планеты по кеплеровским орбитам.

Из десяти известных спутников Сатурна шестой спутник, Титан, имеет угловой диаметр около $0''{,}8$ (линейный диаметр — 4850 км) и на нем, так же как на галилеевых спутниках Юпитера, удастся различить некоторые детали. На Титане спектроскопическими наблюдениями удалось обнаружить CH_4 . Титан — единственный спутник в Солнечной системе, на котором найдена атмосфера. Все спутники, кроме IX, Фебы, обращаются вокруг планеты в прямом направлении.

§ 139. Уран и Нептун. Общие вопросы строения планет-гигантов. Плутон

Все планеты, рассмотренные нами ранее, видны на небе невооруженным глазом и принадлежат к числу наиболее ярких объектов. Уран виден только в телескоп (его звездная величина $5^m{,}8$) и выглядит маленьким зеленоватым диском диаметром около $4''$. Большая полуось орбиты планеты равна около 19,2 а. е.,

а период обращения вокруг Солнца — 84 года. Масса Урана в 14,6 раза больше земной, радиус 24 800 км. Уран обладает заметным сжатием ($1/14$). Детали на диске Урана уверенным образом не различаются, но наблюдаются периодические колебания блеска. По этим колебаниям и по эффекту Доплера был определен период вращения вокруг оси $10^{\text{h}}49^{\text{m}}$. Удалось установить также направление оси вращения планеты, причем оказалось, что экватор Урана наклонен к плоскости его орбиты на 82° , а направление вращения — обратное. Уран имеет пять спутников. Плоскости их орбит почти перпендикулярны к плоскости орбиты планеты и движутся они в сторону ее вращения.

Угловой диаметр Нептуна около $2'',4$, линейный радиус равен 25 050 км, масса — 17,2 массы Земли. Большая полуось орбиты планеты равна около 30,1 а. е., а период обращения вокруг Солнца почти 165 лет. Период вращения был определен спектроскопически и составляет $15^{\text{h}}8 \pm 1^{\text{h}}$. Направление вращения прямое. Один из двух спутников Нептуна, Тритон, принадлежит к числу крупнейших в Солнечной системе (его радиус равен 2000 км) и движется вокруг планеты в обратном направлении.

В результате спектроскопических наблюдений в спектрах Урана и Нептуна найдены водород H_2 и метан CH_4 . Наблюдательные данные о физических условиях на этих планетах очень ограничены.

Средняя плотность Урана $1,6 \text{ г/см}^3$, Нептуна $1,6 \text{ г/см}^3$ — больше, чем у Юпитера и Сатурна, но размеры этих планет меньше. По-видимому, они содержат больше тяжелых элементов.

Юпитер, Сатурн, Уран и Нептун образуют группу планет-гигантов (или планет типа Юпитера). По массе и размерам они значительно превосходят планеты земной группы. Все они быстро вращаются, имеют большое количество спутников. Резко отличаются планеты-гиганты от планет типа Земли по химическому составу. Юпитер и Сатурн содержат водород, гелий и другие элементы, видимо, в той же пропорции, что и Солнце, Уран и Нептун более богаты тяжелыми элементами, но водород и гелий все же преобладают. По-видимому, в центральной части протопланетного облака легкие газы были потеряны вследствие термической диссипации, здесь образовались планеты типа Земли, а на периферии, где температура была ниже, водород и гелий остались и вошли в состав планет-гигантов (см. § 180).

Плутон, наиболее далекая среди известных нам планет Солнечной системы, открыт сравнительно недавно, в 1930 г. Удалось определить только верхний предел его радиуса — 2900 км. В телескоп Плутон выглядит как звезда 15^{m} . Блеск Плутона испытывает периодические изменения, видимо, связанные с вра-

щением (период 6,4 суток). Надежные данные о массе Плутона отсутствуют, но, скорее всего, его средняя плотность больше земной. Плутон ближе к планетам земного типа, чем к планетам-гигантам.

Плутон обращается вокруг Солнца на среднем расстоянии 39,5 а. е. по орбите с большим эксцентриситетом ($e = 0,249$), настолько большим, что оказывается иногда ближе к Солнцу, чем Нептун. Наклонение орбиты ($i = 17^\circ$) тоже очень большое, и Плутон выходит за пределы пояса зодиакальных созвездий. В настоящую эпоху он находится в созвездии Девы вблизи его границы с созвездием Волос Вероники. Спутников у Плутона не обнаружено.

§ 140. Малые планеты

1 января 1801 г. итальянский астроном Пиацци случайно, во время астрометрических наблюдений, обнаружил звездообразный объект, прямое восхождение и склонение которого, по дальнейшим наблюдениям, заметно изменялось от ночи к ночи. Гаусс вычислил его орбиту, и оказалось, что он движется вокруг Солнца по эллипсу, большая полуось которого равна 2,77 а.е., наклонение $i = 10^\circ$ и эксцентриситет $e = 0,08$. Стало ясно, что открыта планета, имеющая очень малые размеры. Ее назвали Церерой. Вскоре были найдены еще три такие планеты — Паллада, Веста и Юнона. В течение XIX в. количество планет-малюток постепенно увеличивалось. Их стали называть *астероидами*¹⁾ или *малыми планетами*. С конца XIX века для поисков малых планет начали применять фотографию. При длительных экспозициях изображение астероида вследствие изменения α и δ получается в виде черточки, и его нетрудно отличить от звезд.

В настоящее время известны орбиты 1800 астероидов. Самый яркий из них, Веста, представляет собой в противостоянии объект $6^m,5$; имеется несколько астероидов $7^m - 9^m$, все остальные — слабее.

Статистика показывает, что малые планеты подчиняются определенному закону светимости: астероидов, имеющих звездную величину m , в 2,5 раза больше, чем астероидов со звездной величиной $m - 1$. Астероидам с хорошо определенной орбитой присвоены номера (в порядке открытия) и названия. Сначала использовались исключительно женские имена, заимствованные из мифологии, потом обычные женские имена, а позднее производные от имен известных ученых, стран и городов. Некоторым астероидам с необычной орбитой были даны мужские имена, взятые из мифологических источников.

¹⁾ Астероид — по-гречески «звездообразный».

Только у четырех первых астероидов удалось прямыми измерениями определить диаметры. Самый большой оказался у Цереры (780 км), самый маленький у Юноны (200 км). Детали на дисках этих астероидов различить невозможно, но наблюдаются периодические колебания блеска и поляризации света, которые объясняются, по-видимому, вращением. В основном астероиды имеют диаметры от нескольких километров до нескольких десятков километров.

Большинство малых планет движется на средних расстояниях от Солнца между 2,2 а. е. и 3,6 а. е., т. е. между орбитами Марса и Юпитера. Эта зона называется поясом астероидов. Эксцентриситеты орбит большинства астероидов (97%) меньше 0,3, а наклонения — меньше 16° (90%). Но есть планеты, орбиты которых выходят далеко за пределы пояса астероидов. Встречаются наклонения до 43° (Гидальго) и эксцентриситеты до 0,83 (Икар).

Среди малых планет имеются семейства астероидов, орбиты которых близко подходят одна к другой. Две такие группы называются греками и троянцами: Ахилл, Патрокл, Гектор и др. (всего 15); 10 из них («греки») движутся вокруг Солнца приблизительно по орбите Юпитера, на 60° по долготе впереди и пять («троянцы») позади него, так что Солнце, Юпитер и эти группы астероидов образуют два равносторонних треугольника. Для этого частного случая задачи трех тел Лагранж нашел строгое решение (см. § 56), показав, что движение тел, находящихся вблизи таких точек, устойчиво по отношению к возмущающим влияниям больших планет.

Количество астероидальных тел в межпланетном пространстве, по-видимому, очень велико, и мы наблюдаем только самые большие из них. Сталкиваясь между собой, такие тела дробятся и разрушаются, и в результате межпланетное пространство должно быть заполнено роем твердых обломков самых разнообразных размеров, от пылинок диаметром в доли микрона до размеров астероидов. Сталкиваясь с Землей, они выпадают на ее поверхность в виде метеоритов (см. § 143). Таким образом идет процесс, обратный дроблению, — захват крупными телами более мелких.

Высказывалось предположение, что на ранних стадиях эволюции Солнечной системы плотность метеоритных тел в межпланетном пространстве была больше, и падения метеоритов играли существенную роль в формировании поверхности планет и спутников, в частности, Луны (см. гл. XIV).

В ряде чисел, выражающих средние расстояния планет от Солнца, имеется некоторая закономерность, подмеченная еще в XVIII в. (*правило Тициуса — Боделя*):

$$a = 0,1 \cdot (3 \cdot 2^n + 4) \text{ а. е.} \quad (10.8)$$

где $n = -\infty$ для Меркурия, 0 для Венеры, 1 для Земли и т. д., a — среднее расстояние от Солнца в астрономических единицах. Табл. 8 позволяет сравнить расстояния, вычисленные по формуле (10.8), с истинными.

ТАБЛИЦА 8

Правило планетных расстояний

Планета	n	Вычисленное расстояние (в а. е.)	Истинное расстояние (в а. е.)
Меркурий	$-\infty$	0,4	0,39
Венера	0	0,7	0,72
Земля	1	1,0	1,00
Марс	2	1,6	1,52
Астероиды	3	2,8	2,2—3,6 (среднее 2,9)
Юпитер	4	5,2	5,20
Сатурн	5	10,0	9,54
Уран	6	19,6	19,19
Нептун	7	38,8	30,07
Плутон	8	77,2	39,5

Из таблицы 8 видно, что средние расстояния планет вплоть до Урана удовлетворительно представляются формулой (10.8). Как раз в промежутке между Марсом и Юпитером, где должна была быть еще одна планета, находится пояс астероидов. Повидимому, в этой части Солнечной системы, которая разделяет планеты типа Земли и типа Юпитера, физические условия были таковы, что промежуточная планета не могла сформироваться или оказалась неустойчивой. Возможно, что на каком-то этапе эволюции Солнечной системы в поясе астероидов существовала одна или несколько крупных планет, но они были разрушены вследствие столкновений с другими телами или в результате действия какой-либо другой силы, например, приливного действия Юпитера. Физическая сущность приливного механизма разрушения состоит в том, что сила притяжения постороннего тела действует по-разному на различные части системы частиц, связанных между собой гравитацией, стремится их разделить и заставить каждую частицу двигаться по независимой орбите. Если это разделяющее действие окажется сильнее, чем притяжение между частицами, то система частиц (а ею может быть и твердое тело больших размеров, такое как планета) разрушится.

§ 141. Кометы

Большие кометы с хвостами, далеко простиравшимися по небу, наблюдались с древнейших времен. Некогда предполагалось, что кометы принадлежат к числу атмосферных явлений.

Это заблуждение опроверг Браге, который обнаружил, что комета 1577 г. занимала одинаковое положение среди звезд при наблюдениях из различных пунктов и, следовательно, отстоит от нас дальше, чем Луна.

Движение комет по небу объяснил впервые Галлей (1705 г.), который нашел, что их орбиты близки к параболам. Он определил орбиты 24 ярких комет, причем оказалось, что кометы 1531, 1607 и 1682 гг. имеют очень сходные орбиты. Отсюда Галлей сделал вывод, что это одна и та же комета, которая движется вокруг Солнца по очень вытянутому эллипсу с периодом около 76 лет. Галлей предсказал, что в 1758 г. она должна появиться вновь, и в декабре 1758 г. она действительно была обнаружена. Сам Галлей не дожил до этого времени и не мог увидеть, как блестяще подтвердилось его предсказание. Эта комета (одна из самых ярких) была названа кометой Галлея (рис. 184).

Поиски комет производились сначала визуально, а потом и по фотографиям, но открытия комет при визуальных наблюдениях совершаются нередко и сейчас.

Кометы обозначаются по фамилиям лиц, их открывших. Кроме того,

Рис. 184. Фотография кометы Галлея полученная 12 мая 1910 г.

вновь открытой комете присваивается предварительное обозначение по году открытия с добавлением буквы, указывающей порядковый номер среди комет, найденных в данном году. Потом предварительное обозначение пересматривается, и буква заменяется римской цифрой, указывающей последовательность прохождения кометы через перигелий в данном году.

Лишь небольшая часть комет, наблюдаемых ежегодно, принадлежит к числу *периодических*, т. е. известных по своим прежним появлениям. Большая часть комет движется по очень вытянутым эллипсам, почти параболам. Периоды обращения их точно не известны, но есть основания полагать, что они достигают многих миллионов лет. Такие кометы удаляются от Солнца на расстояния, сравнимые с межзвездными. Плоскости их почти параболических орбит не концентрируются к плоскости эклиптики и распределены в пространстве случайным образом. Прямое направление движения встречается так же часто, как и обратное.

Периодические кометы движутся по менее вытянутым эллиптическим орбитам и имеют совсем иные характеристики. Из 40 комет, наблюдавшихся более чем один раз, 35 имеют орбиты, наклоненные меньше чем на 45° к плоскости эклиптики. Только комета Галлея имеет орбиту с наклоном, большим 90° , и, следовательно, движется в обратном направлении. Остальные движутся в прямом направлении. Среди *короткопериодических* (т. е. имеющих периоды 3—10 лет) комет выделяется «семейство Юпитера» — большая группа комет, афелии которых удалены от Солнца на такое же расстояние, как орбита Юпитера. Предполагается, что семейство Юпитера образовалось в результате захвата планетой комет, которые двигались ранее по более вытянутым орбитам. В зависимости от взаимного расположения Юпитера и кометы эксцентриситет кометной орбиты может как возрастать, так и уменьшаться. В первом случае происходит увеличение периода или даже переход на гиперболическую орбиту и потеря кометы Солнечной системой, во втором — уменьшение периода.

Орбиты периодических комет подвержены очень заметным изменениям. Иногда комета проходит вблизи Земли несколько раз, а потом притяжением планет-гигантов отбрасывается на более удаленную орбиту и становится ненаблюдаемой. В других случаях, наоборот, комета, ранее никогда не наблюдавшаяся, становится видимой из-за того, что она прошла вблизи Юпитера или Сатурна и резко изменила орбиту. Кроме подобных резких изменений, известных лишь для ограниченного числа объектов, орбиты всех комет испытывают постепенные изменения.

Изменения орбит не являются единственной возможной причиной исчезновения комет. Достоверно установлено, что кометы быстро разрушаются. Яркость короткопериодических комет ослабевает со временем, а в некоторых случаях процесс разрушения наблюдался почти непосредственно. Классическим примером является комета Биэлы. Она была открыта в 1772 г. и наблюдалась в 1815, 1826 и 1832 гг. В 1845 г. размеры кометы

оказались увеличенными, а в январе 1846 г. наблюдатели с удивлением обнаружили две очень близкие кометы вместо одной. Были вычислены относительные движения обеих комет, и оказалось, что комета Биэлы разделилась на две еще около года назад, но вначале компоненты проектировались один на другой, и разделение было замечено не сразу. Комета Биэлы наблюдалась еще один раз, причем один компонент был много слабее другого, и больше ее найти не удалось. Зато неоднократно наблюдался метеорный поток, орбита которого совпадала с орбитой кометы Биэлы.

Когда комета приближается к Солнцу, она испытывает целый ряд изменений. Возрастает ее яркость, увеличивается размер *хвоста*, иногда наблюдаются быстрые изменения структуры. Хвост кометы обычно имеет вид конуса, в вершине которого находится размытое пятно (*голова*). Голова состоит из туманной оболочки (*комы*) и звездообразного *ядра*, которое является самой яркой точкой кометы. Яркость комы возрастает по направлению к ядру. Головы комет могут иметь очень большие размеры — несколько десятков и даже сотен тысяч километров.

Хвост кометы всегда направлен от Солнца. Когда расстояние от Солнца велико, хвост отсутствует или очень мал, хорошо видна только кома. Быстрое развитие хвоста кометы начинается при сближении ее с Солнцем, примерно до 1 а. е. В это время обычно хвост растет с огромной скоростью, около 10^6 км в сутки, пока не достигнет величины около 10^8 км.

Силы, отталкивающие кометный хвост от Солнца, — это световое давление и корпускулярные потоки. Корпускулярные потоки несут с собой магнитное поле, и так как ионы не могут двигаться поперек силовых линий, то через это поле передают давление на ионизованный газ в кометных хвостах. Скорость движения вещества в хвостах может быть измерена в тех случаях, когда в них заметны какие-либо конденсации в виде узелков или небольших облачков. В некоторых случаях эти скорости очень велики и отталкивающие силы в 10^3 раз превосходят действие солнечной гравитации. Однако чаще всего различие не превосходит нескольких раз. Согласно Ф. А. Бредихину, принято различать три типа кометных хвостов (рис. 185): хвосты I типа, в которых отталкивающие силы в 10—100 раз больше сил притяжения и которые поэтому направлены почти точно от Солнца; хвосты II типа, заметны изогнутые, в которых отталкивающие силы несколько больше сил притяжения, и хвосты III типа, сильно изогнутые, в которых отталкивающие силы несколько меньше сил притяжения.

Массы комет точно не известны. Они оказались слишком малыми, чтобы даже при очень близком прохождении повлиять на



Рис. 185. Типы кометных хвостов по Бредихину.

движение планет, и можно лишь указать верхний предел массы комет. У больших комет он составляет примерно 10^{-4} массы Земли, но на самом деле масса может быть на несколько порядков меньше. Понятно, что средняя плотность кометного вещества тоже должна быть весьма низкой. Кома представляет собой очень разреженную газовую среду с концентрацией молекул $10^5\text{—}10^{10}\text{ см}^{-3}$. Истинное, практически невидимое ядро, окруженное этой атмосферой, по современным представлениям является твердым телом диаметром от 1 до 30 км. Ядро состоит главным образом из летучих веществ, находящихся в твердом состоянии («льдов»), таких, как CH_4 , NH_3 , H_2O , CO_2 . В основную ледяную массу вкраплены молекулы нелетучих веществ и более или менее крупные их частицы. Приближение к Солнцу вызывает сублимацию (возгонку) льдов, и в результате выделяется газообразный материал, образующий хвост кометы. Под действием ультрафиолетового излучения выделяющиеся молекулы диссоциируются и ионизируются, и в спектрах кометных хвостов наблюдаются линии излучения ионов (CO^+ , CO_2^+ , CH^+ , N_2^+).

В области комы концентрация газа больше, ионизирующее ультрафиолетовое излучение Солнца уже заметно поглощается и наблюдается свечение нейтральных молекул. Среди молекул, обнаруженных в спектрах комет, много радикалов (CH , OH , CH_2 , NH_2), которые в лабораторных условиях обычно не наблюдаются вследствие большой химической активности. В кометах они появляются в результате диссоциации более сложных молекул и могут долго сохраняться благодаря низкой плотности. На очень близких расстояниях от Солнца в спектре ядра наблюдаются линии металлов. Это и доказывает, что, кроме летучих веществ, в ядрах комет присутствуют и тугоплавкие.

Если бы Земля столкнулась с кометой, то это не привело бы к каким-либо катастрофическим последствиям. При прохождении Земли сквозь кометный хвост лишь немного увеличилась бы яркость неба, а столкновение с головой привело бы к сильному метеорному дождю. В 1908 г. в Сибири наблюдался огромный болид, который взорвался вблизи реки Подкаменной Тунгуски. К сожалению, только через 20 лет в эти места была направлена экспедиция, но и тогда последствия этой катастрофы были вполне ощутимы: в радиусе 30 км воздушной волной были повалены все деревья. Метеорное тело найдено не было и возникла гипотеза, что оно было целиком разрушено, не достигнув Земли. Возможно, это тело было ядром небольшой кометы.

Вопрос о происхождении комет изучен недостаточно. Согласно гипотезе голландского ученого Оорта, Солнечная система ок-

ружена гигантским облаком кометных ядер, простирающимся на расстояние до 1 *пс*. Под действием звездных возмущений орбиты некоторых ядер изменяются, и в результате вблизи Солнца появляются кометы.

§ 142. Метеоры

Метеоры (рис. 186) наблюдаются в виде кратковременных вспышек, которые проносятся по небу и исчезают, иногда оставляя на несколько секунд узкий светящийся след. Часто в обиходе их называют падающими звездами. Долгое время астрономы совсем не интересовались метеорами, считая их атмосферным явлением типа молнии. Только в самом конце XVIII в., в

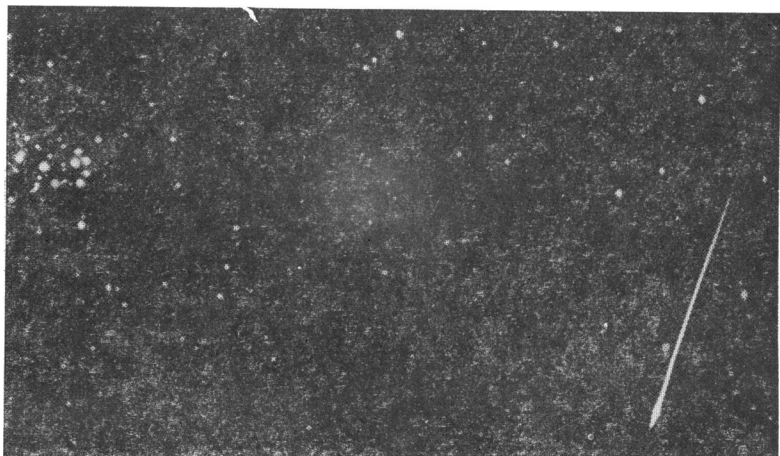


Рис. 186. Фотография метеора. В левой части видно звездное скопление Плеяды.

результате наблюдений одних и тех же метеоров из разных пунктов, были определены впервые их высоты и скорости. Оказалось, что метеоры — это космические тела, которые приходят в земную атмосферу извне со скоростями от нескольких *км/сек* до нескольких десятков *км/сек* и сгорают в ней на высоте около 80 *км*. Серьезное исследование метеоров началось только в нашем столетии.

Частота появления метеоров и их распределение по небу не всегда являются равномерными. Систематически наблюдаются *метеорные потоки*, метеоры которых на протяжении определенного промежутка времени (несколько ночей) появляются примерно в одной и той же области неба. Если их следы продолжить

назад, то они пересекутся вблизи одной точки, называемой *радиантом* метеорного потока. Многие метеорные потоки являются периодическими, повторяются из года в год и именуются по названиям созвездий, в которых лежат их радианты. Так, метеорный поток, действующий ежегодно примерно с 20 июля по 20 августа, назван Персеидами, поскольку его радиант лежит в созвездии Персея. От созвездий Лиры и Льва получили соответственно свое название метеорные потоки Лирид (середина апреля) и Леонид (середина ноября).

Активность метеорных потоков в разные годы различна. Бывают годы, в которые число метеоров, принадлежащих потоку, очень мало, а в иные годы (повторяющиеся, как правило, с определенным периодом) настолько обильно, что само явление получило название звездного дождя. Последние звездные дожди наблюдались в августе 1961 г. (Персеиды) и в ноябре 1966 г. (Леониды). Меняющаяся активность метеорных потоков объясняется тем, что метеорные частицы в потоках неравномерно разбросаны вдоль эллиптической орбиты, пересекающей земную.

Метеоры, не принадлежащие к потокам, называются спорадическими. Статистическое распределение орбит спорадических метеоров точно не исследовано, однако есть основания полагать, что оно похоже на распределение орбит периодических комет. Что же касается метеорных потоков, то у многих из них орбиты близки к орбитам известных комет. Известны случаи, когда комета исчезала, а связанный с ней метеорный поток оставался (комета Бизэлы). Все это заставляет думать, что метеорные потоки возникают в результате разрушения комет.

За сутки в атмосфере Земли вспыхивает примерно 10^8 метеоров ярче 5^m . Метеоров, имеющих звездную величину m , примерно в 2,5 раза больше, чем $(m - 1)$ -й звездной величины. Яркие метеоры наблюдаются реже, слабые — чаще. Очень яркие метеоры, — болиды, могут наблюдаться и днем. Болиды сопровождаются иногда выпадением метеоритов (см. § 143). Появление болида может сопровождаться более или менее сильной ударной волной, звуковыми явлениями и образованием дымового хвоста. По происхождению и физическому строению большие тела, наблюдаемые как болиды, по-видимому, сильно отличаются от частиц, вызывающих метеорные явления. Мы вернемся к этому вопросу, когда будем рассматривать метеориты.

Как уже указывалось, скорость метеоров вблизи Земли достигает нескольких десятков км/сек. Очень трудно точно оценить, какие величины истинной, гелиоцентрической скорости являются наиболее типичными. Дело в том, что блеск метеора очень сильно зависит от скорости, и поэтому быстрые метеоры могут наблюдаться чаще, чем медленные, хотя их количество и меньше. По-видимому, большинство метеоров движется по

орбитам в прямом направлении, с гелиоцентрическими скоростями, не очень сильно отличающимися от скорости Земли.

Сейчас для наблюдений метеоров широко применяются фотографическая патрульная служба и радиолокаторы. При фотографическом патрулировании в двух пунктах, разделенных расстоянием в несколько десятков километров, устанавливается достаточное количество широкоугольных фотографических камер так, чтобы они перекрывали значительную часть неба. Камеры периодически открываются и закрываются специальными затворами, например, с помощью вращающегося обтюратора (диск с лопастями), и в результате след метеора выглядит как ряд черточек, по длине которых с хорошей точностью можно определить скорость. Радиолокаторы, работающие на волнах 3—10 м, позволяют получить отраженный радиоимпульс от столба ионизованного воздуха, который остается за метеором после его полета. Наряду с ионизацией в этом столбе происходит возбуждение молекул, свечение которых приводит к образованию следа.

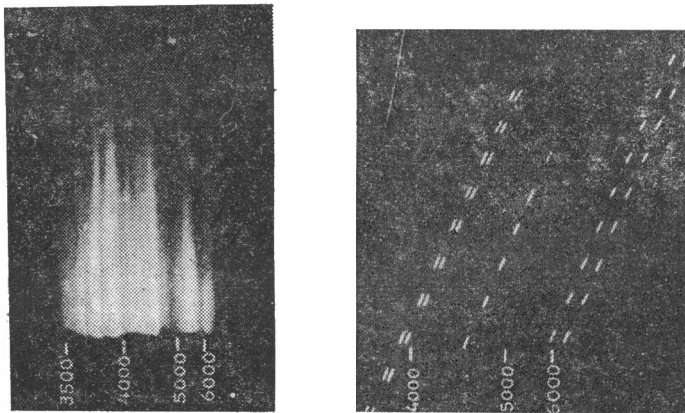


Рис. 187. Спектры двух метеорных тел:

слева — железного с множеством ярких линий, справа — каменного с интенсивными линиями Н и К ионизованного кальция. Перерывы наклонных линий спектра на правом снимке вызваны обтюратором.

Спектры метеоров (рис. 187) состоят из эмиссионных линий. Когда метеорная частица тормозится в атмосфере, она нагревается, начинает испаряться, и вокруг нее образуется облако из раскаленных газов. Светятся главным образом линии металлов: очень часто, например, наблюдаются линии Н и К ионизованного кальция и линии железа. По-видимому, химический состав метеорных частиц аналогичен составу каменных и железных метеоритов, но механическая структура метеорных тел должна

быть совсем иной. На это указывают скорости торможения метеоров; торможение происходит так, как будто плотность их очень мала, порядка $0,1 \text{ г/см}^3$. Это означает, что метеорная частица представляет собой пористое тело, состоящее из более мелких частиц. Вероятно, поры были заполнены когда-то летучими веществами, которые впоследствии испарились. Метеорная частица, порождающая метеор 5-й звездной величины, имеет массу около 3 мг и диаметр около 0,3 мм. Эти данные вычислены для быстрого метеора, имеющего геоцентрическую скорость 50—60 км/сек. Большинство же метеоров, порождаемых частицами такой массы, гораздо слабее.

Яркие метеоры и болиды, ионизуя воздух, порождают слабо светящиеся *следы*, видимые на протяжении от нескольких секунд до нескольких минут. Воздушные течения в атмосфере перемещают следы (дрейф следов) и меняют их форму. Поэтому наблюдения дрейфа следов имеют большое значение для изучения воздушных течений в различных слоях земной атмосферы.

§ 143. Метеориты

Метеориты, «небесные камни», известны человечеству очень давно. По-видимому, появление первых железных орудий, сыгравших огромную роль в эволюции доисторических культур, связано с использованием метеоритного железа. Крупные метеориты служили иногда предметом поклонения у древних народов. Официальная наука признала их небесное происхождение лишь в начале XIX в.

За исключением образцов лунных пород, доставленных на Землю, метеориты пока представляют собой единственные космические тела, которые можно исследовать в земных лабораториях. Понятно, что сбору и изучению метеоритов придается большое научное значение. В Академии наук СССР имеется Комитет по метеоритам, который организует эту работу в масштабах страны.

Метеориты по химическому составу и структуре разделяются на три большие группы: *каменные* (аэролиты), *железо-каменные* (сидеролиты) и *железные* (сидериты). Вопрос об относительном количестве различных типов метеоритов не вполне ясен, так как железные метеориты легче находить, чем каменные, и, кроме того, каменные метеориты сильнее разрушаются при прохождении сквозь атмосферу. Большинство исследователей полагает, что в космическом пространстве преобладают каменные метеориты (80—90% от общего числа), хотя собрано больше железных метеоритов, чем каменных.

Так как болиды (рис. 188) — явление редкое, то орбиты метеоритных тел приходится определять по неточным свидетельст-

вам случайных очевидцев, и поэтому надежных данных об орбитах выпавших метеоритов нет. По радиантам болидов, сопровождавшихся выпадением метеоритов, можно заключить, что большинство их двигалось в прямом направлении, и их орбиты характеризуются малым наклоном. Но здесь большую роль может играть наблюдательная селекция, так как вероятность

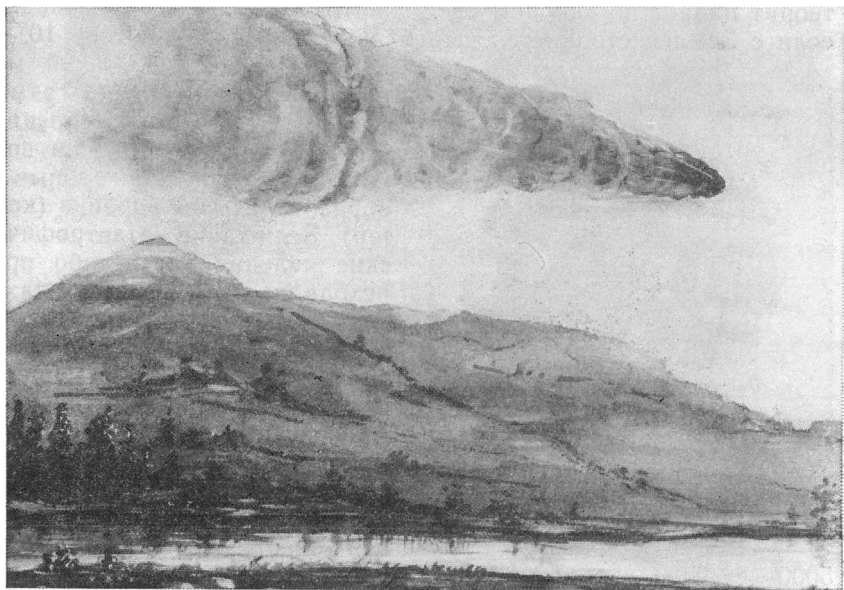


Рис. 188. Болид по рисунку очевидца.

разрушения метеорита при лобовой встрече с Землей (обратное движение) гораздо больше, чем при вторжении догоняющего тела.

Когда метеоритное тело входит в плотные слои атмосферы, его поверхность настолько нагревается, что вещество поверхностного слоя начинает плавиться и испаряться. Воздушные струи сдувают с поверхности железных метеоритов крупные капли расплавленного вещества, причем следы этого сдувания остаются в виде характерных выемок (рис. 189). Каменные метеориты часто дробятся, и тогда на поверхность Земли низвергается целый дождь обломков самых разнообразных размеров. Железные метеориты прочнее, но и они иногда разрушаются на отдельные куски. Один из крупнейших железных метеоритов, Сихотэ-Алинский, упавший 12 февраля 1947 г., был найден в виде большого количества отдельных осколков (см. рис. 189). Общий

вес собранных осколков достиг 23 *t*, причем, конечно, были найдены не все осколки. Наибольший из известных метеоритов, Гоба (Юго-Западная Африка), представляет собой глыбу весом в 60 *t* (рис. 190).

Большие метеориты, ударяясь о Землю, зарываются на значительную глубину. Однако космическая скорость обычно гасится в атмосфере на некоторой высоте и, затормозившись, метеорит падает по законам свободного падения. Что произойдет, если с Землей столкнется еще большая масса, например 10^5 —

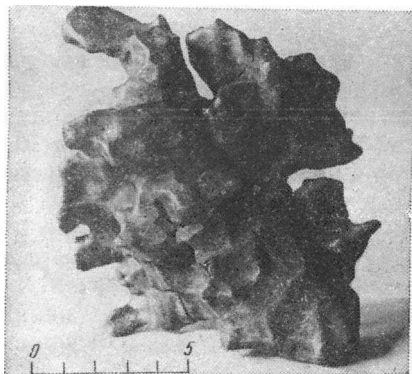


Рис. 189. Один из осколков Сихотэ-Алинского метеорита.

10^8 *t*? Такой гигантский метеорит прошел бы сквозь атмосферу практически беспрепятственно, при его падении возник бы сильнейший взрыв и образовалась бы воронка (кратер). Если такие катастрофические явления когда-либо происходили, то мы должны находить метеоритные кратеры на земной поверхности. Подобные кратеры действительно существуют. Крупнейший из них — Аризонский кратер (рис. 191), воронка которого имеет диаметр 1200 *m* и глубину около 200 *m*. Его возраст по приблизительной оценке составляет около

5000 лет. Недавно был открыт еще целый ряд более древних и разрушенных метеоритных кратеров.

Химический состав метеоритов хорошо исследован. Железные метеориты содержат в среднем 91% железа, 8,5% никеля и 0,6% кобальта; каменные метеориты — 36% кислорода, 26% железа, 18% кремния и 14% магния. Каменные метеориты по содержанию кислорода и кремния близки к земной коре, но металлов в них гораздо больше. Содержание радиоактивных элементов в метеоритах меньше, чем в земной коре, причем в железных меньше, чем в каменных. Химические соединения, присутствующие в метеоритах, и их кристаллическая структура показывают, что метеоритное вещество сформировалось в условиях высоких давлений и температур. Это означает, что метеориты входили когда-то в состав крупных тел, имевших большие размеры. По относительному содержанию радиоактивных элементов и продуктов их распада можно определить возраст метеоритов. Для разных образцов он получается различным и колеблется обычно в пределах от нескольких сотен миллионов до нескольких миллиардов лет.



Рис. 190. Самый крупный в мире железный метеорит Гоба, найденный в Юго-Западной Африке в 1920 г.



Рис. 191. Аризонский метеоритный кратер.

§ 144. Зодиакальный свет и противосияние

Весной и осенью, в месяцы, когда в южных широтах Земли эклиптика после захода Солнца или перед его восходом очень высоко поднимается над горизонтом, в безлунную ночь можно наблюдать *зодиакальный свет*. Он представляет собой светлый треугольник, вытянутый вдоль эклиптики и расширяющийся в



Рис. 192. Зодиакальный свет.

сторону Солнца (рис. 192). Яркость его постепенно падает с увеличением расстояния от Солнца (элонгации). При элонгации в 90° — 100° зодиакальный свет почти невозможно различить, и только при очень темном небе удастся иногда заметить зодиакальную полосу — небольшое увеличение яркости неба вдоль эклиптики. При элонгации в 180° , в области неба, противоположной Солнцу («антисолнечная» область), яркость зодиакальной полосы несколько возрастает, и здесь можно заметить небольшое туманное пятно диаметром около десяти градусов. Оно называется *противосиянием*.

Зодиакальный свет и противосияние представляют собой эффект рассеяния солнечного излучения межпланетной пылевой материей, подавляющее большинство частиц которой имеет размеры в несколько микрон. Возможно, что эти пылевые частицы возникают в результате разрушения астероидов и комет и по-

степенного дробления их остатков. Межпланетная пыль образует облако, уплощенное к эклиптике.

Некоторые исследователи предполагали еще недавно, что в межпланетном пространстве, кроме пылевой материи, имеется ионизованный газ с концентрацией ионов около 10^3 см^{-3} . В этом случае зодиакальный свет можно было бы частично объяснить рассеянием на электронах (как в солнечной короне). При рассеянии на электронах должна быть сильная поляризация, и зодиакальный свет действительно поляризован. Однако прямые эксперименты, проведенные с помощью ионных ловушек, установленных на советских космических ракетах, показали, что концентрация ионизованного газа в межпланетном пространстве не может превышать 100 см^{-3} , по крайней мере в отсутствие сильных корпускулярных потоков. По-видимому, в обычных условиях рассеяние на электронах не дает заметного вклада в зодиакальный свет, и наблюдаемая поляризация возникает при рассеянии на межпланетных пылинках. Отмечалось, однако, что яркость зодиакального света иногда увеличивается после сильных солнечных вспышек. Это увеличение может быть связано с рассеянием солнечного излучения на электронах корпускулярных потоков.

ЗВЕЗДЫ

1. НОРМАЛЬНЫЕ ЗВЕЗДЫ

Звезды — наиболее распространенные объекты во Вселенной. Более 98% массы космического вещества сосредоточено в этих газовых шарах; остальная часть его рассеяна в межзвездном пространстве. С эволюцией звезд связано образование многих химических элементов. Поэтому звезды представляют интерес не только как космические объекты, являющиеся важным элементом структуры Вселенной, но и как тела, эволюция которых — важное звено в эволюции материи.

Основные свойства звезды определяются прежде всего ее массой, светимостью и радиусом. С точки зрения наблюдений первоочередная задача состоит в определении этих величин и в выяснении индивидуальных особенностей отдельных звезд, а также различных групп звезд.

Методы теоретической астрофизики позволяют найти физические условия в атмосферах и недрах звезд и проследить их эволюцию.

Звезды отличаются весьма большим разнообразием. Однако среди них можно выделить отдельные группы звезд, обладающих общими свойствами. Такое разделение необходимо для изучения всего множества существующих звезд. Особенно интересны те из подобных групп, члены которых, например, отличаются нестационарностью или совершают пульсации, взрываются и т. д. Как правило, наличие таких особенностей позволяет сделать важные выводы не только о природе отдельных звезд, но и в ряде случаев о более общих закономерностях Вселенной. Звезды, не обладающие указанными особыми свойствами, называются нормальными. Естественно начать изучение звезд именно с них.

§ 145. Спектры нормальных звезд и спектральная классификация

Изучение нормальных звезд позволяет найти физически обоснованные принципы классификации всех звезд. Уже при первом знакомстве со звездным небом обращает на себя внимание различие звезд по цвету. Гораздо сильнее это различие выявляется

при рассмотрении спектров. Как правило, звезды имеют непрерывный спектр, на который накладываются спектральные линии, чаще всего поглощения. В спектрах некоторых звезд наблюдаются яркие (эмиссионные) линии.

Важнейшие различия спектров звезд заключаются в количестве и интенсивности наблюдаемых спектральных линий, а также в распределении энергии в непрерывном спектре.

Спектральная классификация начала разрабатываться еще до того, как было объяснено возникновение звездных спектров. При этом сразу же стало ясно, что важнейшие их особенности связаны с различием физических свойств звезд.

Спектры большинства звезд эмпирически удалось расположить в виде последовательности, вдоль которой линии одних химических элементов постепенно ослабевают, а других — усиливаются. Сходные между собой спектры объединяются в *спектральные классы*. Тонкие различия между ними позволяют выделить *подклассы*. Дальнейшие исследования показали, что звезды, принадлежащие различным спектральным классам отличаются своими температурами.

Интенсивности некоторых спектральных линий в спектрах звезд настолько чувствительны к температуре, что, грубо говоря, ее можно оценить «на глаз» по одному только внешнему виду спектрограммы, не производя специальных фотометрических измерений. Количественным критерием принадлежности звезды к тому или иному спектральному классу или подклассу является отношение интенсивностей определенных спектральных линий.

Этот принцип спектральной классификации впервые был удачно применен в начале этого столетия на Гарвардской обсерватории. Гарвардская классификация звезд легла в основу современной спектральной классификации.

В Гарвардской классификации спектральные типы (классы) обозначены буквами латинского алфавита: O, B, A, F, G, K и M. Поскольку в эпоху разработки этой классификации связь между видом спектра и температурой не была еще известна, то после установления соответствующей зависимости пришлось изменить порядок спектральных классов, который первоначально совпадал с алфавитным расположением букв. Перейдем к описанию спектральных классов, примеры которых приведены на рис. 193. Спектры большинства звезд характеризуются наличием линий поглощения.

Класс O. О высокой температуре звезд этого класса можно судить по большой интенсивности ультрафиолетовой области непрерывного спектра, вследствие чего свет этих звезд кажется голубоватым. Наиболее интенсивны линии ионизованного гелия и многократно ионизованных некоторых других элементов

(углерода, кремния, азота, кислорода). Наблюдаются слабые линии нейтрального гелия и водорода.

Класс В. Линии нейтрального гелия достигают наибольшей интенсивности. Хорошо видны линии водорода и некоторых ионизованных элементов. Цвет голубовато-белый. Типичная звезда — α Девы (Спика).

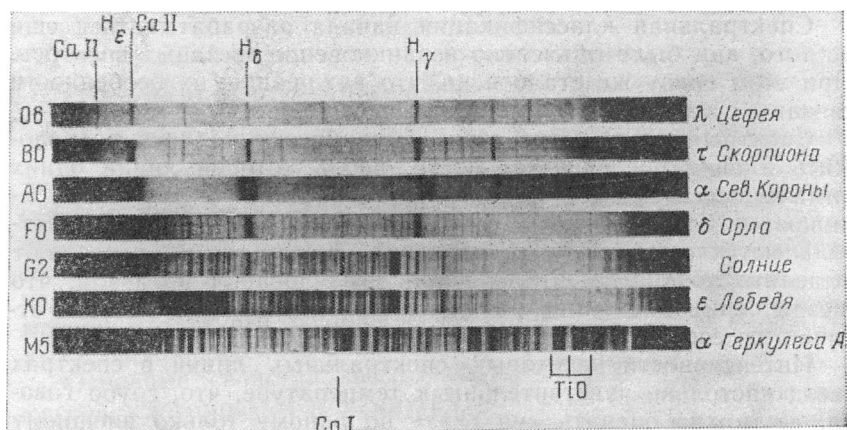


Рис. 193. Спектры звезд различных спектральных классов.

Класс А. Линии водорода достигают наибольшей интенсивности. Хорошо видны линии ионизованного кальция, наблюдаются слабые линии других металлов. Цвет звезд белый. Типичные звезды: α Лиры (Вега) и α Большого Пса (Сириус).

Класс F. Линии водорода становятся слабее. Усиливаются линии ионизованных металлов (особенно кальция, железа, титана). Цвет слегка желтоватый. Типичная звезда — α Малого Пса (Процион).

Класс G. Водородные линии не выделяются среди многочисленных линий металлов. Очень интенсивны линии ионизованного кальция. Цвет звезды желтый. Типичный пример — Солнце.

Класс K. Линии водорода не заметны среди очень интенсивных линий металлов. Фиолетовый конец непрерывного спектра заметно ослаблен, что свидетельствует о сильном уменьшении температуры по сравнению с ранними классами (O, B, A). Цвет звезды красноватый, как, например, у α Волопаса (Арктур) и α Тельца (Альдебаран).

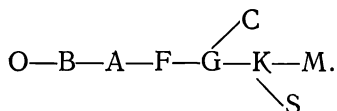
Класс M. Красные звезды. Линии металлов ослабевают. Спектр пересечен полосами поглощения молекул окиси титана и других молекулярных соединений. Типичная звезда — α Ориона (Бетельгейзе).

Кроме этих основных классов существуют дополнительные, являющиеся ответвлениями от классов G и K и представляющие собой звезды с аномальным химическим составом, отличающимся от химического состава большинства других звезд. Первое ответвление происходит от класса G и содержит «углеродные» звезды:

Класс C, отличающийся от классов K и M наличием линий поглощения атомов и полос поглощения молекул углерода.

Второе ответвление происходит от класса K и содержит «циркониевые» звезды:

Класс S. Звезды этого класса отличаются от звезд класса M тем, что вместо полос окиси титана TiO присутствуют полосы окиси циркония (ZrO). Таким образом, все перечисленные спектральные классы схематически можно расположить следующим образом:



Внутри каждого спектрального класса можно установить плавную последовательность подклассов, переходящих из одного в другой. Каждый класс (кроме класса O) делится на 10 подклассов, обозначаемых цифрами от 0 до 9, которые ставятся после обозначения спектрального класса, например, B8, A0, G5. Спектральный класс O подразделяется на подклассы от O5 до O9,5. После таких обозначений ставятся дополнительные значки, если спектр звезды обладает теми или иными особенностями. Если в нем присутствуют эмиссионные линии, то это обозначается буквой e. Так, B5e означает звезду класса B5 с эмиссионными линиями в спектре. Звезды-сверхгиганты часто отличаются глубокими узкими линиями; это отмечается буквой s (s — характеристика перед названием класса: cF0). Другие особенности в спектре звезды, не типичные для данного спектрального класса, отмечаются буквой p (peculiar) — пекулярные, т. е. особенные спектры. Буква p ставится после названия класса (A5p).

§ 146. Основы колориметрии

Наиболее полной информацией об излучении звезды является распределение энергии в ее спектре, выраженное в абсолютных энергетических единицах, как это удается получить для Солнца (см. § 118). Однако достаточно точные спектрофотометрические измерения можно осуществить лишь для сравнительно небольшого числа звезд, поток излучения от которых наибольший.

В тех случаях, когда это удастся сделать, оказывается, что звезды излучают не по закону Планка, причем нередко отличие сильнее, чем в случае Солнца.

Для слабых звезд, излучение которых удастся зарегистрировать лишь в широком участке спектра, единственным источником информации остается поток излучения, определяющий их звездные величины.

Некоторое представление о распределении энергии в спектре звезд можно получить, если измерять поток их излучения в различных частях спектра, пользуясь светофильтрами. Так получают различные системы звездных величин, понятие о которых было введено в § 103.

Звездные величины, полученные в результате применения визуальных фотометров или путем глазомерных оценок, называются *визуальными*. До изобретения фотографии и применения ее в астрономии визуальные методы определения звездных величин были единственным способом фотометрии звезд. Сейчас этот метод играет меньшую роль, хотя его и применяют при исследовании переменных звезд.

Звездные величины, которые получают методом фотометрических измерений изображений звезд, полученных на несенсибилизированной фотоэмульсии, называются *фотографическими* звездными величинами.

Звездные величины, которые получают методом фотометрических измерений изображений звезд, полученных на ортохроматических или изоортохроматических эмульсиях со специальным желтым светофильтром, называются *фотовизуальными*. Поскольку спектральная чувствительность сенсибилизированной фотоэмульсии в сочетании с определенным желтым светофильтром может быть сделана близкой к спектральной чувствительности глаза, эта комбинация используется для того, чтобы получающаяся в результате система звездных величин была близка к результатам глазомерных определений.

Наиболее точные современные определения потока излучения от звезд получают фотоэлектрическими или фотографическими методами с применением специально подобранных светофильтров в новой международной системе U , B , V , что соответствует измерению потока в трех участках спектра: ультрафиолетовой (U), синей (B) и желтой (визуальной — V). Существуют и другие многоцветные фотометрические системы, включающие, например, измерения в красной или инфракрасной областях спектра.

Для определения звездных величин в данной системе (при соответствующей комбинации светофильтра и приемника излучения) сравниваются световые потоки от исследуемых звезд и от звезд сравнения, принятых в качестве стандартов. Помимо

этого необходимо еще исследовать саму систему, т. е. лабораторным путем найти ту область спектра, которая фактически используется в рассматриваемой системе.

Результаты звездной фотометрии, полученные в различных фотометрических системах, с успехом могут быть использованы наряду со спектральной классификацией для определения температур звезд. Это основано на том факте, что положение максимума на кривой распределения энергии в спектре звезды, т. е. фактически ее цвет, зависит от температуры. Как правило, закон Планка неприменим к излучению звезд. Поэтому соответствующая зависимость далеко не такая простая, как закон Вина (7.21), и ее можно найти только путем специальных исследований, выполняемых отдельно для звезд различных типов.

Обычно рассматривают не длину волны максимума излучения, а некоторую объективную характеристику цвета звезды, называемую *показателем цвета*, и устанавливают эмпирическую зависимость ее от эффективной температуры, характеризующей, как мы помним, суммарную энергию излучения звезды. Судить о цвете можно, сравнивая потоки излучения в различных областях спектра. Поэтому показатель цвета определяется как разность между звездными величинами, измеренными в двух каких-либо фотометрических системах, например, фотографической и фотовизуальной. В этом случае показатель цвета (color index) равен

$$CI = m_{pg} - m_{pv}, \quad (11.1)$$

где m_{pg} и m_{pv} — соответственно фотографическая и фотовизуальная звездные величины. В системе U, B, V обычно пользуются двумя показателями цвета: основным ($B - V$) и ультрафиолетовым ($U - B$).

Поскольку шкала звездных величин определяется через отношение освещенностей, а нуль-пункт ее выбирается произвольно (см. § 103), в такой же степени оказывается произвольным и нуль-пункт шкалы показателей цвета. Условились считать, что показатель цвета ($B - V$) равен нулю для звезд класса A0. Показатели цвета звезд более горячих, чем класса A (сильнее излучающих в фотографической области спектра), окажутся отрицательными (т. е. фотографическая звездная величина меньше фотовизуальной). Наоборот, показатели цвета звезд более поздних спектральных классов, чем A, положительные, так как они сильнее излучают в видимой области спектра.

В табл. 9 приведены примерные значения показателей цвета звезд различных спектральных классов.

Раздел астрофизики, посвященный изучению показателей цвета звезд, называется *колориметрией*. Его целью является измерение показателей цвета различными методами и нахождение

Зависимость между показателем цвета и спектральными классами

Спектральный класс	Важнейшие особенности спектра	Средний показатель цвета	Цвет и температура (тыс. °K)
O	Линии поглощения He^+ , He, H и ионизованных C, Si, N, O	-0,3	Голубоватый, 25—50
B	Линии нейтрального He достигают наибольшей интенсивности	-0,2	Белый с голубоватым оттенком, 15—25
A	Линии H достигают наибольшей интенсивности	0,0	Белый, 11
F	Линии H слабеют, линии Ca^+ и металлов усиливаются	0,4	Желтовато-белый, 7,5
G	Интенсивны линии металлов (Ca^+ , Fe, Ti и др.)	0,6	Желтый, 6
K	Линии металлов очень интенсивны. Появляются молекулярные полосы	1,0	Оранжевый, 5
M	Сильные полосы поглощения молекулярных соединений (особенно TiO)	1,5	Красный } 2—3,5
C	Молекулярные полосы поглощения C_2 и его соединений (CO, CN) вместо полос TiO	1,5	
S	Полосы поглощения ZrO	1,5	

других величин, характеризующих спектральный состав излучения звезд, а также установление связи между этими характеристиками и температурой.

§ 147. Абсолютная звездная величина и светимость звезд

Видимые звездные величины ничего не говорят ни об общей энергии, излучаемой звездой, ни о яркости ее поверхности. Действительно, вследствие различия в расстояниях маленькая, сравнительно холодная звезда только из-за своей относительно большой близости к нам может иметь значительно меньшую видимую звездную величину (т. е. казаться ярче), чем далекий горячий гигант.

Если расстояния до двух звезд известны (см. § 63), то на основании их видимых звездных величин легко найти отношение излучаемых ими действительных световых потоков. Для этого достаточно освещенности, создаваемые этими звездами, отнести к общему для всех звезд стандартному расстоянию. В качестве такого расстояния принимается 10 пс.

Звездная величина, которую имела бы звезда, если ее наблюдать с расстояния в 10 пс, называется *абсолютной звездной величиной*. Как и видимые, абсолютные звездные величины могут быть визуальными, фотографическими и т. д.

Пусть видимая звездная величина некоторой звезды равна m , а расстояние ее от наблюдателя составляет r пс. По определению, звездная величина с расстояния 10 пс будет равна абсолютной звездной величине M . Применяя к m и M формулу (7.8), получим

$$0,4(m - M) = \lg \frac{E_0}{E}, \quad (11.2)$$

где E и E_0 — соответственно освещенности от звезды с расстояния r пс и 10 пс. Поскольку освещенности обратно пропорциональны квадратам расстояний, то

$$\frac{E_0}{E} = \frac{r^2}{100}. \quad (11.3)$$

Подставляя (11.3) в (11.2), получим

$$0,4(m - M) = 2 \lg r - 2 \quad (11.4)$$

или

$$M = m + 5 - 5 \lg r. \quad (11.5)$$

Формула (11.5) позволяет найти абсолютную звездную величину M , если известна видимая звездная величина объекта m и расстояние до него r , выраженное в парсеках. Если же абсолютная звездная величина известна из каких-нибудь других соображений, то, зная видимую звездную величину, легко найти выраженное в парсеках расстояние из условия

$$\lg r = 1 + 0,2(m - M). \quad (11.6)$$

Величина $(m - M)$ называется *модулем расстояния*.

Так как годичный параллакс π светила и расстояние r до него в парсеках связаны соотношением $r = 1/\pi$ (см. § 63), то формулу (11.6) можно привести к другому виду:

$$M = m + 5 + 5 \lg \pi. \quad (11.7)$$

В качестве примера найдем абсолютную визуальную звездную величину Солнца, видимая визуальная звездная величина которого $m_\odot = -26^m,8$ (см. § 103). Расстояние до Солнца $r_\odot = 1$ а. е. $= \frac{1}{206\,265}$ пс. Подставляя m_\odot и $\lg r_\odot$ в формулу (11.5), получаем

$$M_\odot = -26^m,8 + 5^m + 26^m,6 = 4^m,8.$$

При определении звездной величины (например, визуальной) непосредственно из наблюдений регистрируется только та часть излучения, которая прошла сквозь земную атмосферу, данную оптическую систему и зарегистрирована светочувствительным прибором. Чтобы найти суммарное излучение во всем спектре,

необходимо к результатам этих измерений прибавить поправку, учитывающую излучение, не дошедшее до прибора. Звездная величина, определенная с учетом излучения во всех участках спектра, называется *болометрической*.

Разность между болометрической звездной величиной и визуальной или фотовизуальной называется *болометрической поправкой*

$$\Delta m_{\text{bol}} = m_{\text{bol}} - m_v = M_{\text{bol}} - M_v. \quad (11.8)$$

Болометрические поправки вычисляются теоретически. В самое последнее время для этой цели привлекаются результаты внеатмосферных измерений излучения звезд в ультрафиолетовой области спектра.

Болометрическая поправка имеет минимальное значение для тех звезд, которые в видимой области спектра излучают наибольшую долю всей своей энергии, и зависит от эффективной температуры звезды (табл. 10).

ТАБЛИЦА 10

Болометрические поправки

Эффективная температура	Δm_{bol}	Эффективная температура	Δm_{bol}
3 000°	—1,7	10 000	—0,2
4 000	—0,6	20 000	—1,6
5 780 (Солнце)	—0,07	50 000°	—4,1
6 000—8 000	0,0		

Болометрические поправки позволяют определить болометрические светимости тех звезд, для которых известны абсолютные визуальные звездные величины.

Пусть M_v — абсолютная визуальная звездная величина некоторой звезды, а Δm_{bol} — болометрическая поправка. Тогда болометрическая абсолютная величина звезды

$$M_{\text{bol}} = M_v + \Delta m_{\text{bol}}. \quad (11.9)$$

Применим эту формулу к Солнцу, болометрическую поправку для которого примем, округляя значение из табл. 10:

$$\Delta m_{\text{bol}}^{\odot} = -0^m,1.$$

Так как абсолютная визуальная звездная величина Солнца $M_v^{\odot} = 4^m,8$, его болометрическая абсолютная звездная величина

$$M_{\text{bol}}^{\odot} = 4^m,8 - 0^m,1 = 4^m,7.$$

Поток энергии излучаемой звездой по всем направлениям, называется светимостью. Между светимостями L и абсолютными звездными величинами должно выполняться то же соотношение, что и между E и m в формуле (7.8). Поэтому если обозначить величины, относящиеся к Солнцу и к какой-либо звезде, соответственно знаками \odot и $*$, то получим

$$\lg \frac{L^*}{L^{\odot}} = 0,4 (M^{\odot} - M^*). \quad (11.10)$$

Обычно светимость выражают в единицах светимости Солнца, т. е. $L^{\odot} = 1$ и

$$\lg L^* = 0,4 (M^{\odot} - M^*). \quad (11.11)$$

В зависимости от метода определения звездных величин, входящих в эту формулу, получаем визуальные, фотографические или болометрические светимости. Для болометрических светимостей, подставляя значение M_{bol}^{\odot} и учитывая (11.9), имеем

$$\lg L_{\text{bol}}^* = -0,4 (M_v + \Delta m_{\text{bol}} - 4^m, 7). \quad (11.12)$$

§ 148. Диаграмма спектр — светимость

В самом начале XX в. датский астроном Герцшпрунг и несколько позже американский астрофизик Рессел установили существование зависимости между видом спектра (т. е. температурой) и светимостью звезд. Эта зависимость иллюстрируется графиком, по одной оси которого откладывается спектральный класс, а по другой — абсолютная звездная величина. Такой график называется *диаграммой спектр — светимость* или *диаграммой Герцшпрунга — Рессела* (рис. 194).

Вместо абсолютной звездной величины можно откладывать светимость (обычно в логарифмической шкале), а вместо спектральных классов — показатели цвета или непосредственно эффективную температуру.

Положение каждой звезды в той или иной точке диаграммы определяется ее физической природой и стадией эволюции. Поэтому на диаграмме Герцшпрунга — Рессела как бы запечатлена вся история рассматриваемой системы звезд. В этом огромное значение диаграммы спектр — светимость, изучение которой является одним из важнейших методов звездной астрономии. Оно позволяет выделить различные группы звезд, объединенные общими физическими свойствами, и установить зависимость между некоторыми их физическими характеристиками, а также помогает в решении ряда других проблем (например, в исследовании химического состава и эволюции звезд).

На рис. 194 верхняя часть диаграммы соответствует звездам большой светимости, которые при данном значении температуры отличаются большими размерами. Нижнюю часть диаграммы занимают звезды малой светимости. В левой части диаграммы располагаются горячие звезды более ранних спектральных классов, а в правой — более холодные звезды, соответствующие поздним спектральным классам.

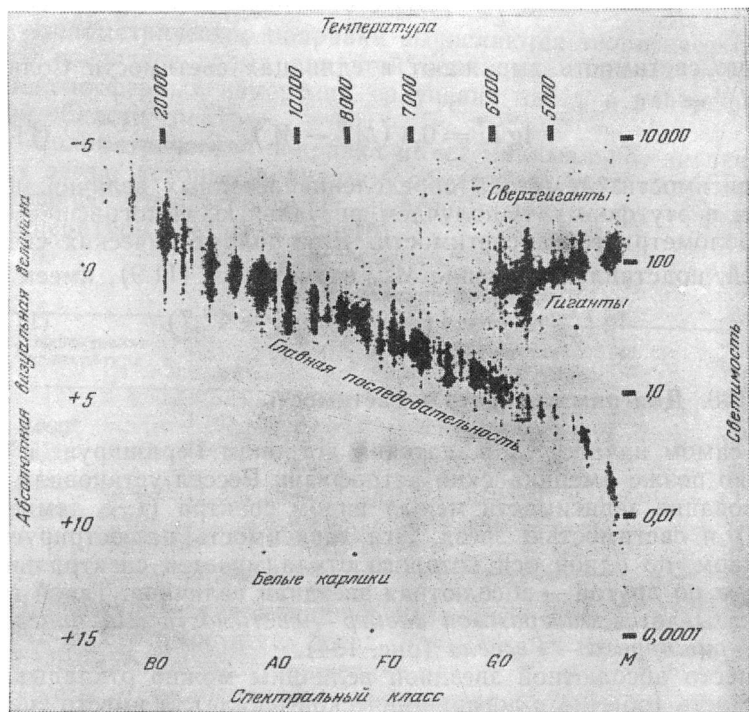


Рис. 194. Диаграмма спектр — светимость,

В верхней части диаграммы находятся звезды, обладающие наибольшей светимостью (*гиганты* и *сверхгиганты*), отличающиеся высокой светимостью. Звезды в нижней половине диаграммы обладают низкой светимостью и называются *карликами*. Наиболее богатую звездами диагональ, идущую слева вниз направо, называют *главной последовательностью*. Вдоль нее расположены звезды, начиная от самых горячих (в верхней части) до наиболее холодных (в нижней).

Как видно из рис. 194, в целом звезды распределяются на диаграмме Герцшпрунга — Рассела весьма неравномерно, что

соответствует существованию определенной зависимости между светимостями и температурами всех звезд. Наиболее четко это выражено для звезд главной последовательности. Однако внимательное изучение диаграммы позволяет выделить на ней ряд других последовательностей, правда, обладающих значительно

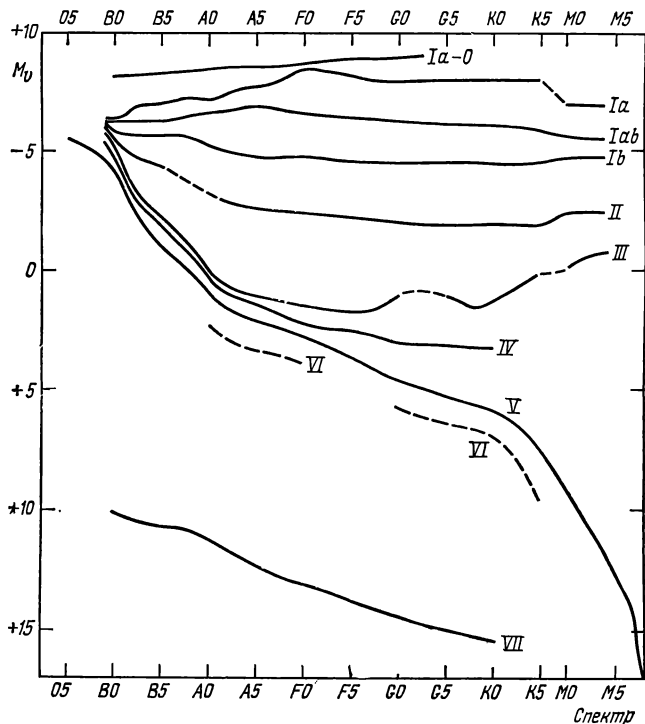


Рис. 195. Последовательность звезд различных классов светимости на диаграмме Герцшпрунга — Рассела.

большей дисперсией, чем главная. Эти последовательности говорят о наличии у некоторых определенных групп звезд индивидуальной зависимости светимости от температуры.

Рассмотренные последовательности называются *классами светимости* и обозначаются римскими цифрами от I до VII, представленными после наименования спектрального класса. Таким образом, полная классификация звезд оказывается зависящей от двух параметров, один из которых характеризует спектр (температуру), а другой — светимость. Солнце, например, относящееся к главной последовательности, попадает в V класс светимости и обозначение его спектра G2V. Эта принятая в

настоящее время классификация звезд называется МКК (Моргана, Кинана, Кельман).

Классы светимости схематически изображены на рис. 195.

Класс светимости I — сверхгиганты; эти звезды занимают на диаграмме спектр — светимость верхнюю часть и разделяются на несколько последовательностей.

Класс светимости II — яркие гиганты.

Класс светимости III — гиганты.

Класс светимости IV — субгиганты. Последние три класса расположены на диаграмме между областью сверхгигантов и главной последовательностью.

Класс светимости V — звезды главной последовательности.

Класс светимости VI — яркие субкарлики. Они образуют последовательность, проходящую ниже главной примерно на одну звездную величину, начиная от класса A0 вправо.

Класс светимости VII. Белые карлики. Они обладают весьма малой светимостью и занимают нижнюю часть диаграммы.

Принадлежность звезды к данному классу светимости устанавливается на основании специальных дополнительных признаков спектральной классификации. Так, например, сверхгиганты обладают, как правило, узкими и глубокими линиями (с-характеристика), в полную противоположность необычайно широким линиям белых карликов (рис. 196). По своим спектрам карлики

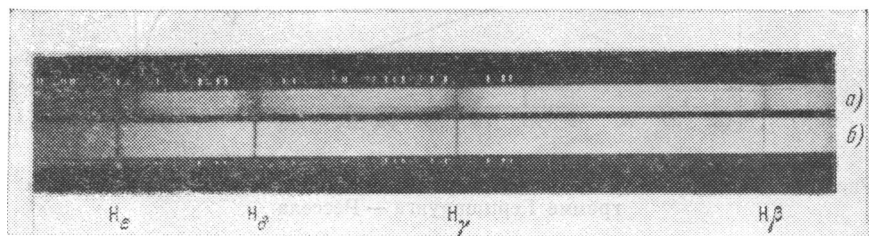


Рис. 196. Спектр белого карлика (а) и сверхгиганта (б)

отличаются от гигантов тем, что у них линии некоторых металлов относительно слабее, чем у гигантов тех же спектральных классов, в то время как интенсивности линий других металлов различаются значительно меньше. Спектры субкарликов, наоборот, отличаются слабостью всех металлических линий, что связано с меньшим содержанием металлов в этих звездах.

Рассмотренные дополнительные критерии спектральной классификации, позволяющие определить класс светимости, могут

служить основой для спектроскопического определения абсолютных звездных величин и тем самым расстояний.

Метод определения расстояний, основанный на эмпирической зависимости светимости звезд от отношения интенсивностей определенных линий в спектре, называется методом *спектральных параллаксов*.

В отличие от тригонометрических, спектральные параллаксы могут быть определены и для весьма удаленных объектов, коль скоро изучены их спектры. Поэтому этот метод играет исключительно важную роль в астрономии.

§ 149. Понятие о шкале звездных температур

Обычно под температурой звезды понимают ее эффективную температуру (см. § 108). Для определения последней необходимо знать полный поток излучения и радиус звезды. Достаточно точно обе эти величины, а потому и эффективные температуры могут быть измерены лишь для немногих звезд. Для остальных звезд эффективные температуры находят косвенными методами на основании изучения их спектров или показателей цвета с помощью шкалы эффективных звездных температур.

Шкалой эффективных температур называется зависимость цветовых характеристик излучения звезд, например спектрального класса или показателя цвета, от эффективных температур.

ТАБЛИЦА II

Шкала эффективных температур звезд

Спектр. класс	Классы светимости					
	главная последов. (V)		гиганты (III)		сверхгиганты (I)	
	показ. цвета $B-V$	эффект. темп.	показ. цвета, $B-V$	эффект. темп.	показ. цвета, $B-V$	эффект. темп.
	m					
O5	-0,45	35 000°			m	
B0	-0,31	21 000			-0,21	
B5	-0,17	15 500				
A0	0,00	11 000			0,00	
A5	+0,16	9 800				
F0	0,30	8 600				
F5	0,45	7 500			+0,30	6 400°
G0	0,57	6 500	m			
G5	0,70	5 400	+0,65	5 700°	0,76	5 400
K0	0,84	4 700	0,84	5 000	1,06	4 700
K5	1,11	4 000	1,06	4 300	1,42	4 000
M0	1,39	3 600	1,40	3 600	1,71	3 400
M5	+1,61	3 000	1,65	3 400	1,94	2 800
			+1,85	2 800	+2,15	

Аналогично вводится шкала цветовых температур. Если известна шкала температур, то, определив из наблюдений спектральный класс или показатель цвета данной звезды, легко найти ее температуру. Температурная шкала определяется эмпирически по звездам с известными, например, эффективными температурами, а также для звезд некоторых типов теоретически.

Шкала эффективных температур звезд различных классов светимости приведена в табл. 11.

§ 150. Методы определения размеров звезд

Непосредственные измерения радиусов звезд, за некоторыми исключениями, практически невозможны, так как все звезды настолько далеки от нас, что их угловые размеры меньше предела разрешения крупнейших телескопов. Угловые диаметры двух-трех десятков ближайших звезд определены с помощью специальных *звездных интерферометров*. Принцип работы этих приборов основан на интерференции света звезды, отраженного парой широко расставленных зеркал. В отдельных случаях для определения углового диаметра звезды удастся использовать вид интерференционной картины, возникающей во время покрытия звезд Луной. Линейные радиусы можно определить у затменно-переменных звезд по продолжительности затмения (см. § 156).

Если для звезды с известным расстоянием r найден каким-либо из описанных методов угловой диаметр d'' , выраженный в секундах дуги, то ее линейный поперечник D может быть легко вычислен по формуле

$$D = \frac{d'' r}{206\,265''}. \quad (11.13)$$

Косвенным путем размеры звезды могут быть найдены в том случае, если известна ее болометрическая светимость L_{bol} и эффективная температура T_{eff} . Действительно, согласно определению эффективной температуры (§ 108) 1 см^2 поверхности звезды излучает по всем направлениям поток энергии, равный

$$\epsilon = \sigma T_{\text{eff}}^4.$$

Полный поток, излучаемый всей звездой, получится, если умножить эту величину на площадь поверхности звезды $4\pi R^2$. Следовательно, светимость звезды

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4. \quad (11.14)$$

Если теперь применить полученное выражение к Солнцу, светимость и радиус которого нам известны, то получим,

обозначая через T_{\odot} эффективную температуру Солнца,

$$L_{\odot} = 4\pi R_{\odot}^2 \sigma (T_{\odot})^4. \quad (11.15)$$

Деля почленно равенства (11.14) и (11.15), находим

$$R = R_{\odot} \left(\frac{T_{\odot}}{T_{\text{eff}}} \right)^2 \sqrt{\frac{L}{L_{\odot}}} \quad (11.16)$$

или, логарифмируя,

$$\lg \frac{R}{R_{\odot}} = \frac{1}{2} \lg \frac{L}{L_{\odot}} + 2 \lg \frac{T_{\odot}}{T_{\text{eff}}}.$$

Обычно радиус и светимость звезды выражают в солнечных единицах $R_{\odot} = 1$ и $L_{\odot} = 1$. Тогда

$$\lg R = \frac{1}{2} \lg L + 2 \lg \frac{T_{\odot}}{T_{\text{eff}}}. \quad (11.17)$$

Поперечники самых крупных звезд в 1000 и более раз превосходят солнечный (у VV Сер в 1600 раз). Звезда, открытая Лейтенем в созвездии Кита, в 10 раз меньше Земли по диаметру, а размеры нейтронных звезд (§ 159) порядка десяти километров.

§ 151. Зависимость радиус — светимость — масса

Формула (11.17) связывает между собой три важные характеристики звезды — радиус, светимость и эффективную температуру. Вместе с тем, как мы уже знаем, имеется важная эмпирическая зависимость между спектром, т. е. фактически температурой, и светимостью (диаграмма Герцшпрунга — Рассела). Это значит, что все три величины, входящие в формулу (11.17), не являются независимыми и для каждой последовательности звезд на диаграмме спектр — светимость можно установить определенное соотношение между спектральным классом (температурой) и радиусом. Для того чтобы сделать это соотношение наглядным, изменим несколько диаграмму спектр — светимость, изображенную на рис. 194. Будем откладывать вместо визуальной абсолютной звездной величины абсолютную болометрическую звездную величину, и вместо спектрального класса — логарифм соответствующей эффективной температуры. При этом общий характер диаграммы (рис. 197) в основном сохранится. На такой диаграмме положение всех звезд, имеющих одинаковые радиусы, изобразится прямыми линиями, поскольку зависимость между $\lg L$ и $\lg T_{\text{eff}}$ в формуле (11.17) — линейная. На рис. 197 приведены линии постоянных радиусов, позволяющие легко находить размеры звезды по ее светимости (абсолютной звездной величине) и спектру (эффективной температуре).

На рис. 197 видно, что радиусы различных звезд меняются в очень больших пределах: от сотен и даже тысяч R_{\odot} у гигантов и сверхгигантов до $(10^{-2} \div 10^{-3})R_{\odot}$ у белых карликов. Таким образом, если температуры звездных атмосфер различаются всего лишь раз в 10, то по диаметрам это различие достигает почти миллиона раз!

Замечательно, что на рис. 197 главная последовательность, а также, в меньшей степени, последовательность сверхгигантов

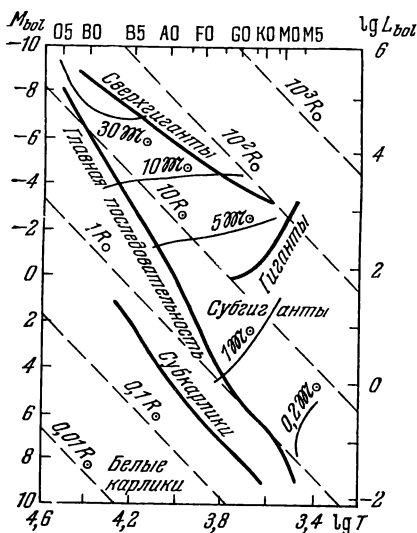


Рис. 197. Диаграмма абсолютная величина — логарифм температуры.

изобразились почти прямыми линиями. Это позволяет установить для данных звезд эмпирическую зависимость между болометрической светимостью и радиусом. Так, например, для большинства звезд главной последовательности выполняется соотношение

$$L_{\text{bol}} = R^{5.2}. \quad (11.18)$$

Наиболее важная характеристика — масса, к сожалению, не может быть определена для одиночных звезд. В некоторых случаях удается определить с помощью закона Кеплера массы компонентов двойных систем (см. § 154). По этому сравнительно небольшому числу звезд обнаружена важная эмпирическая зависимость

$$L_{\text{bol}} = M^{3.9}, \quad (11.19)$$

приблизненно выполняющуюся для большинства компонентов двойных систем, принадлежащих главной последовательности. Из (11.19) следует, что в верхней части главной последовательности находятся самые массивные звезды с массами в десятки раз большими, чем у Солнца (звезда Пласкетта имеет $M > 60 M_{\odot}$). По мере продвижения вниз вдоль главной последовательности массы звезд убывают. У карликов поздних спектральных классов массы меньше солнечной. При $M < 0.02 M_{\odot}$ вещество, по-видимому, не способно образовать звезду, а может сжаться только в планету. Массу, близкую к этому пределу, имеют вспыхивающие звезды типа UV Кита (§ 159). Если счи-

тать, что соотношение (11.19) вместе с аналогичными зависимостями для звезд других классов светимости справедливы для всех нормальных звезд, то можно, нанеся все звезды с известными массами на диаграмму Герцшпрунга — Рессела, провести на ней линии одинаковых масс, подобно тому как только что были получены линии одинаковых радиусов.

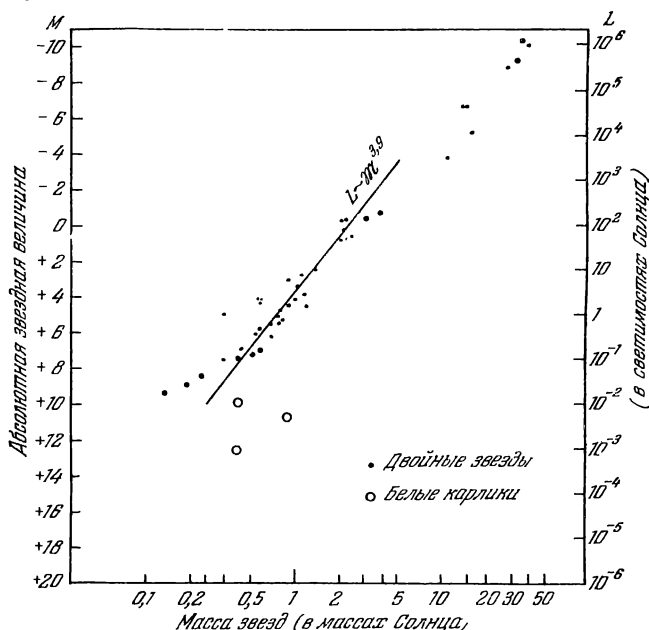


Рис. 198. Диаграмма масса — светимость

Таким образом, диаграмму спектр — светимость можно рассматривать как диаграмму состояния звезд и решать с ее помощью важные задачи. Например, очевидно, что густо «населенные» области диаграммы соответствуют наиболее длительным этапам эволюции звезд, скажем, стадии главной последовательности. Далее, предположим, что, эволюционируя, звезды изменяют свои характеристики и, в частности, светимость. Тогда они должны изменять с течением времени свое положение на диаграмме Герцшпрунга — Рессела. Если при этом они все время или хотя бы в течение некоторого периода сохраняют постоянной свою массу, то их эволюция на определенном этапе должна изображаться отрезками линий постоянных масс на рис. 197. Отсюда видно, насколько глубокий эволюционный смысл имеет расположение звезд на диаграмме Герцшпрунга — Рессела.

§ 152. Физические условия в недрах и строение звезд

Если для некоторой звезды известны масса и радиус, то можно получить представление о физических условиях в ее недрах точно таким же путем, как это было сделано для Солнца (см. § 120). Из формулы (9.10) видно, что температура T в недрах звезды прямо пропорциональна ее массе \mathfrak{M} и обратно пропорциональна ее радиусу R ; в частности, для температуры T_0 в центре звезды можно записать

$$T_0 = K \frac{\mathfrak{M}}{R}, \quad (11.20)$$

где K — некоторый коэффициент пропорциональности. Примерное его значение, справедливое, разумеется, только для звезд, сходных с Солнцем, можно оценить из условия, что при $R = R_\odot$ и $\mathfrak{M} = \mathfrak{M}_\odot$ температура T_0 близка к $15\,000\,000^\circ$. Отсюда получаем, что температура в центре похожих на Солнце звезд главной последовательности

$$T_0 \approx 1,5 \cdot 10^7 \frac{\mathfrak{M}}{R}. \quad (11.21)$$

Для звезд главной последовательности отношение \mathfrak{M}/R , входящее в формулу (11.21), можно выразить из формул (11.18) и (11.19), исключив светимости. Тогда

$$\frac{\mathfrak{M}}{R} = R^{1/3}. \quad (11.22)$$

Следовательно, для таких звезд

$$T_0 = 1,5 \cdot 10^7 R^{1/3}. \quad (11.23)$$

Из рис. 197 видно, что по мере продвижения вверх вдоль главной последовательности радиусы звезд увеличиваются. Поэтому и температуры в недрах звезд главной последовательности постепенно возрастают с увеличением светимости. Так, например, для звезд подкласса B0 V температура в центре составляет около 30 миллионов, а для звезд K0 V она чуть меньше 10 миллионов градусов.

От значения температуры сильно зависит характер ядерных реакций в недрах звезды. На рис. 199 показано, как зависит от температуры T количество энергии E , выделяющейся в результате углеродного цикла и протон-протонной реакции, и отмечены условия, соответствующие центру Солнца и двух звезд главной последовательности — спектральных классов B0 и M0. Из положения Солнца на этом графике видно, что в недрах звезд главной последовательности поздних спектральных классов G, K и M, как и в Солнце, выделение ядерной энергии в

основном происходит в результате протон-протонной реакции. В горячих звездах ранних спектральных классов, в недрах которых температура выше и составляет десятки миллионов градусов, главную роль играет превращение водорода в гелий за счет углеродного цикла. В результате этой реакции выделяется значительно большая энергия, чем при протон-протонной реакции, что и объясняет большую светимость звезд ранних спектральных классов.

Таким образом, следует ожидать, что звезды, располагающиеся в различных участках диаграммы спектр — светимость, отличаются своим строением. Это подтверждается теоретическими расчетами равновесных газовых конфигураций, выполненными для определенных значений химического состава, массы, радиуса и светимости звезды (так называемых *моделей звезд*).

Звезды верхней части главной последовательности. Это горячие звезды с массой больше солнечной, из-за чего температура и давление в их недрах выше, чем у звезд более поздних спектральных классов, и выделение термоядерной энергии происходит ускоренным темпом через углеродный цикл. В результате светимость у них также больше, а потому эволюционировать они должны быстрее. Отсюда естественно заключить, что горячие звезды, находящиеся на главной последовательности, должны быть молодыми.

Поскольку выделение энергии при углеродном цикле пропорционально очень высокой степени температуры ($\sim T^{20}$), а поток излучения, согласно закону Стефана — Больцмана, растет как T^4 , излучение оказывается неспособным вынести из недр звезды энергию, возникающую там в углеродном цикле. Поэтому переносить энергию должно само вещество, которое начинает перемешиваться, и в недрах массивных звезд главной последовательности возникают *центральные конвективные зоны*. Для звезды с массой в 10 масс Солнца радиус внутренней конвективной зоны составляет около четверти радиуса звезды, а плотность в центре раз в 25 превосходит среднюю. Окружающие конвективное ядро слои звезды находятся в лучистом равновесии, подобно тому как это имеет место в зоне лучистого равновесия на Солнце (§ 120).

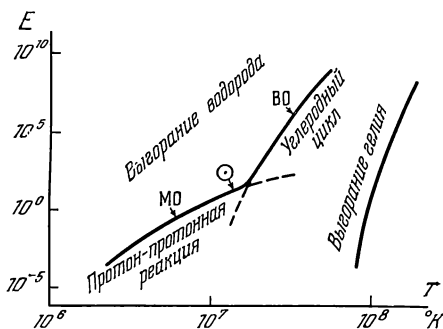


Рис. 199. Зависимость энергии ядерных реакций от температуры.

Звезды нижней части главной последовательности по своему строению подобны Солнцу. При протон-протонной реакции мощность энерговыделения зависит от температуры почти так же, как и поток излучения, в центре звезды конвекция не возникает и ядро оказывается лучистым. Зато из-за сильной непрозрачности более холодных наружных слоев у звезд нижней части главной последовательности образуются протяженные *наружные конвективные оболочки* (зоны). Чем холоднее звезда, тем на большую глубину происходит перемешивание. Если у Солнца только 2% наружных подфотосферных слоев охвачены конвекцией, то у карлика K V с массой $0,6 M_{\odot}$ в перемешивании участвует 10% всей массы.

Субкарлики, отличающиеся низким содержанием тяжелых элементов, — хороший пример существенной зависимости строения звезды от химического ее состава. Непрозрачность звездного вещества оказывается пропорциональной содержанию тяжелых элементов, поскольку в сильно ионизованной плазме все легкие элементы полностью лишены своих электронов и атомы их не могут поглощать кванты. В основном поглощение производят ионизованные атомы тяжелых элементов, сохранившие еще часть своих электронов. Субкарлики — старые звезды, возникшие на ранних стадиях эволюции Галактики из вещества, не побывавшего еще в недрах звезд, а потому бедного тяжелыми элементами. Поэтому вещество субкарликов отличается большей прозрачностью по сравнению с звездами главной последовательности, что облегчает лучистый перенос энергии из их недр, не требующий возникновения конвективных зон.

Красные гиганты имеют крайне неоднородную структуру. К этому выводу легко прийти, если рассмотреть, как должна меняться со временем структура звезд главной последовательности. По мере выгорания водорода в центральных слоях звезды область энерговыделения постепенно смещается в периферические слои. В результате образуется тонкий слой энерговыделения, где только и может происходить водородная реакция. Он разделяет звезду на две существенно различные части: внутреннюю — почти лишенное водорода «гелиевое» ядро, в котором ядерных реакций нет по причине отсутствия водорода, и внешнюю, в которой, хотя и есть водород, но температура и давление недостаточны для протекания реакции. На первых порах давление в слое энерговыделения больше, чем в ядре, которое поэтому начинает сжиматься, и, выделяя гравитационную энергию, разогревается. Это сжатие происходит до тех пор, пока газ не станет вырожденным (у такого газа давление не зависит от температуры; см. § 104). Тогда огромное давление, необходимое для предотвращения дальнейшего сжатия, обеспе-

чится невероятным увеличением плотности. У звезды с массой в $1,3 M_{\odot}$, как показывает расчет, возникает ядро, состоящее в основном из гелия, в который превратился весь находившийся в нем водород. Температура гелиевого ядра при этом недостаточна велика для того, чтобы началась следующая возможная ядерная реакция превращения гелия в углерод. Поэтому гелиевое ядро оказывается лишенным ядерных источников энергии и изотермичным. Оно содержит около четверти массы всей звезды, но при этом обладает размерами только в $1/1000$ ее радиуса. Плотность в центре такого ядра достигает 350 кг/см^3 ! Оно окружено оболочкой почти такой же протяженности, где происходит энерговыделение. Затем следует лучистая зона толщиной в $0,1$ радиуса. Примерно 70% (по массе) наружных слоев звезды, составляющих $0,9$ ее радиуса, образуют мощную конвективную зону красного гиганта.

Белые карлики. Важной особенностью только что рассмотренной структуры красного гиганта является образование в его недрах изотермичного объекта с массой порядка массы Солнца или меньше, состоящего из вырожденного газа, в основном гелия. На диаграмме Герцшпрунга — Рессела этот объект должен располагаться в нижнем левом углу, так как при значительной температуре он в силу малых своих размеров (10^{-2} — $10^{-3} R_{\odot}$) должен обладать малой светимостью. Как видно из рис. 195 и 197, это соответствует области белых карликов.

Таким образом, белые карлики оказываются сверхплотными вырожденными звездами, по-видимому, исчерпавшими водородные источники термоядерной энергии. Плотность в центре белых карликов может достигать сотен тонн в кубическом сантиметре! Медленно остывая, они постепенно излучают огромный запас тепловой энергии вырожденного газа. С увеличением массы белого карлика газовое давление в его недрах должно противостоять еще большей силе гравитации, которая растет быстрее, чем давление вырожденного газа. Поэтому более массивные белые карлики сильнее сжаты и для них имеет место четкая зависимость радиуса звезды от ее массы. Однако начиная с некоторого значения массы, давление вырожденного газа не может уравновесить силу гравитации. Такая звезда может неограниченно сжиматься (коллапсировать). Коллапс неизбежен при массах, превышающих, примерно, 2 — $3 M_{\odot}$. Он был бы неизбежен при $M > 1,2 M_{\odot}$, если бы не возможность превращения звезды в нейтронную, когда силам гравитации способно противостоять давление вырожденного нейтронного «газа». Правда, прежде чем это произойдет, звезда должна испытать ядерный взрыв, наблюдаемый как вспышка сверхновой звезды (см. § 159), в результате которого выделяется вся возможная ядерная энергия и вещество перейдет в форму нейтро-

нов. Однако при массах больше 2—3 солнечных даже давление вырожденных нейтронов не в состоянии противостоять гравитации. Теперь уже ничто не может предотвратить безудержное сжатие звезды. Особая ситуация должна возникнуть, когда радиус коллапсирующей звезды станет меньше $2f\mathfrak{M}/c^2$, где c — скорость света. Как видно из формулы (2.20), в этом случае параболическая скорость оказывается больше скорости света. Иными словами, ничто, даже световой квант из звезды, не может уйти. Очевидно, что такой объект станет невидим. Правда, как мы увидим в § 160, в некоторых случаях, в принципе, можно наблюдать вещество вблизи него. Такое, теоретически возможное, гипотетическое состояние звезды называют *черной дырой*.

§ 153. Атмосферы и общее строение звезд

Спектроскопическими методами удается наблюдать излучение главным образом фотосфер и в некоторых случаях хромосфер звезд. Для изучения физических условий в звездных атмосферах в принципе должны быть применены те же самые методы, что и для исследования солнечной фотосферы. Однако из наблюдений звезды, как правило, невозможно установить распределение яркости по ее диску. Поэтому определение изменения температуры с оптической глубиной может быть выполнено только теоретически. Как мы видели на примере Солнца, конкретные свойства фотосферы зависят от эффективной температуры, массы и радиуса звезды. В § 120 было показано, что шкала высоты находится по формуле

$$H = \frac{RT}{\mu g},$$

где R — универсальная газовая постоянная, а ускорение силы тяжести (R_* — радиус звезды):

$$g = f \frac{\mathfrak{M}}{R_*^2}.$$

Если бы температуры и массы всех звезд были одинаковы, протяженность их атмосфер была бы пропорциональна квадрату радиуса. В действительности, благодаря наличию зависимости «масса — светимость — радиус» она оказывается пропорциональной R_* в степени несколько выше первой.

Отсюда следует, что звезды верхней части диаграммы спектр — светимость с наибольшими радиусами обладают самыми протяженными атмосферами. У гигантов поздних спектральных классов протяженность фотосфер больше, чем у Солнца, в сотни раз, а у сверхгигантов — в тысячи и десятки тысяч раз.

Поэтому если протяженность солнечной фотосферы всего лишь несколько сотен километров, то у звезд главной после-

довательности ранних спектральных классов она достигает тысячи километров, у гигантов — десятков тысяч, а у сверхгигантов — миллионов километров. С другой стороны, белые карлики, масса которых чуть меньше солнечной, по своим размерам примерно в сто раз меньше Солнца и протяженность их атмосфер в десять тысяч раз меньше солнечной и составляет около десяти метров (одна миллионная доля радиуса!)

С протяженностями атмосфер тесно связан вопрос о наличии конвективных оболочек у звезд. Как мы видели, у Солнца имеется подфотосферная конвективная зона. При не слишком высоких температурах одно лучеиспускание без конвекции не может перенести всей той энергии, которая должна выйти из недр звезды и попасть в атмосферу, чтобы высветиться в пространство. Кроме того, в «холодной» атмосфере возникновение конвекции облегчается тем, что она способна эффективнее переносить энергию: поднимающийся из глубоких слоев элемент конвекции содержит ионизованный водород, который в верхних, холодных слоях отдает не только тепловую, но и, становясь нейтральным, ионизационную энергию. Поэтому у звезд более холодных, чем Солнце, водородные конвективные оболочки еще протяженнее, а сама конвекция сильнее. С другой стороны, у звезд горячее Солнца, у которых водород ионизован всюду в атмосфере, возникновение конвекции затруднено и конвективные зоны не возникают, поскольку лучеиспускание обеспечивает необходимый перенос энергии.

Теперь рассмотрим плотности атмосфер различных звезд. Для определения плотности ρ солнечной фотосферы мы пользовались в § 121 тем соображением, что количество вещества, содержащееся в слое атмосферы толщиной H , должно обладать заметной непрозрачностью (иметь оптическую толщину $\tau \approx 1$). Иными словами,

$$\rho \approx \frac{1}{\kappa H}.$$

Если бы непрозрачность вещества во внешних слоях у всех звезд была одинакова, то плотности были бы обратно пропорциональны протяженностям H . Но непрозрачность вещества сильно зависит от температуры и, что особенно важно, от давления, определяемого силой тяжести. Чем больше сила тяжести, а следовательно, и давление, тем сильнее непрозрачность. Однако мы только что видели, что протяженность как раз обратно пропорциональна силе тяжести. Поэтому произведение κH , входящее в формулу (9.16), должно меняться мало. Это объясняет, почему плотности звездных фотосфер различаются между собой значительно меньше, чем их протяженности.

Действительно, фотосферы гигантов и сверхгигантов всего лишь раз в 10 разреженнее солнечной, в то время как наружные слои белых карликов только в 10 раз плотнее. Наиболее разреженными являются атмосферы гигантов и «холодных» сверхгигантов. Их фотосферы в сотни тысяч раз разреженнее солнечной, что соответствует условиям в верхних слоях солнечной хромосферы.

Таким образом, в этом разделе мы рассмотрели важнейшие особенности и строение нормальных звезд, занимающих различное положение на диаграмме Герцшпрунга — Рессела. В качестве итога в табл. 12 приведены характеристики наиболее типичных звезд. Три первые из них, включая Солнце, расположены на главной последовательности, одна (класса В0) существенно выше, а другая (класса М0) — существенно ниже Солнца. Четвертая звезда — типичный красный гигант с массой несколько большей, чем у Солнца. Наконец последняя звезда — представитель белых карликов, занимающих самое нижнее положение на диаграмме спектр — светимость.

ТАБЛИЦА 12

Физические величины, характеризующие строение звезд

Класс звезды	Масса, M_{\odot}	Светимость, L_{\odot}	Радиус, R_{\odot}	Условия в центре звезды		Основной источник энергии	Условия в фотосфере		
				T_0 (°K)	ρ_0 (г/см ³)		H (км)	T (°K)	ρ (г/см ³)
B0 V	10	$3 \cdot 10^3$	4	$3 \cdot 10^7$	8	Углеродный цикл	1 000	20 000	10^{-9}
G2 V	1	1	1	$1,3 \cdot 10^7$	130	Протон-протонная реакция	180	6 000	10^{-7}
M0 V	0,5	0,5	0,6	10^7	65	То же	160	3 300	$3 \cdot 10^{-7}$
K0 III	1,3	$2 \cdot 10^2$	20	$4 \cdot 10^7$	$3,5 \cdot 10^5$	То же, но в тонком слое между ядром и оболочкой	20 000	4 100	10^{-8}
A0 VII	0,9	10^{-3}	10^{-2}	10^7	$1,5 \cdot 10^7$	Тепловая энергия	0,01	10 000	10^{-6}

Следует иметь в виду, что все числа, приведенные в табл. 12, как правило, являются результатом грубых предварительных расчетов, к тому же округленных для удобства запоминания.

2. ПЛАНЕТАРНЫЕ ТУМАННОСТИ

Известны звезды, которые являются как бы наглядной иллюстрацией того, что красные гиганты могут превращаться в белые карлики. Нас они интересуют еще и потому, что окружены горячей газовой оболочкой, свойства которой напоминают

газовые туманности, рассматриваемые в следующей главе. По внешнему сходству с дисками планет, наблюдаемыми в телескоп, они называются *планетарными туманностями* (рис. 200). В центре их всегда можно заметить ядро — горячую звезду,

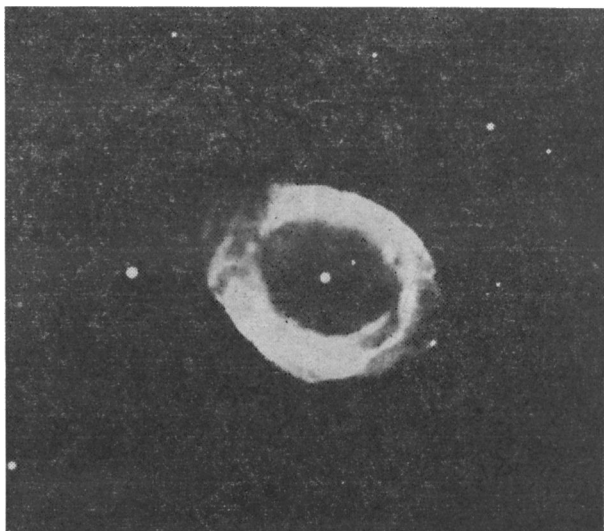


Рис. 200. Планетарная туманность в созвездии Лиры.

спектр которой напоминает спектр звезд Вольфа — Райе (см. стр. 438) или звезд класса О.

Самым близким и крупным из подобных объектов является планетарная туманность Хеликс¹⁾ в созвездии Водолея, видимый размер которой только вдвое меньше Луны. При расстоянии в 700 *пс* это соответствует истинным размерам туманности почти в 3 *пс*. Очень известной также является кольцевая туманность в созвездии Лиры. Большинство планетарных туманностей, которых в настоящее время найдено около 1000, имеют значительно меньшие размеры, в среднем 0,05 *пс*, и концентрируются преимущественно к центру Галактики, а не к ее плоскости.

Спектры самих планетарных туманностей (рис. 201) представляют собой слабый континуум, на фоне которого видны яркие эмиссионные линии, причем сильнее всего выделяются запрещенные линии однажды и дважды ионизованных кислорода и азота (особенно небулярные линии N_1 и N_2), линии

¹⁾ Она еще называется Улиткой.

водорода и нейтрального гелия. По внешнему виду планетарных туманностей, которые обычно имеют симметричную форму и часто выглядят кольцами, можно заключить, что они представляют собой оболочку из сильно разреженного ионизованного

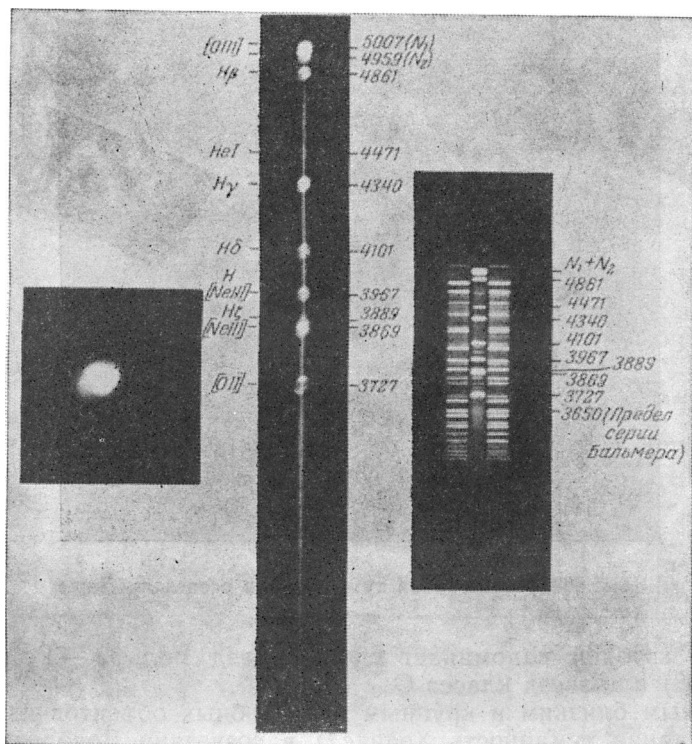


Рис. 201. Бесшелевой (в середине) и шелевой (справа) спектры планетарной туманности NGC 6543, изображенной слева. Цифры — длины волн в ангстремах.

газа, окружающую звезду и имеющую, возможно, форму тороида. По смещениям линий в спектре этих оболочек обнаружено, что они расширяются в среднем со скоростью в несколько десятков километров в секунду.

Полное количество энергии, излучаемой всей планетарной туманностью, в десятки раз больше, чем излучение ядра в видимой области спектра. Поскольку центральная звезда очень горячая и обладает температурой во много десятков тысяч градусов, максимум ее излучения лежит в невидимой ультрафиолетовой области спектра. Жесткое излучение ядра ионизует

разреженный газ туманности и нагревает его до температуры, достигающей одного-двух десятков тысяч градусов. Вместо него атомы туманности испускают видимое излучение, спектр которого содержит наблюдаемые эмиссионные линии и слабое непрерывное свечение.

По-видимому, планетарные туманности — определенная стадия эволюции некоторых звезд, возможно, похожих на неправильные переменные типа RV Тельца. В стадии планетарной туманности звезда сбрасывает с себя оболочку и обнажает свои горячие внутренние слои. Судя по скорости расширения оболочки, этот процесс должен происходить очень быстро (около 20 000 лет). Существенные изменения за это время могут иметь место и внутри звезды. Есть основания полагать, что, пройдя стадию планетарных туманностей, некоторые звезды превращаются в белые карлики.

3. ДВОЙНЫЕ ЗВЕЗДЫ

Часто на небе встречаются две или несколько близко расположенных звезд. Некоторые из них на самом деле далеки друг от друга и физически не связаны между собой. Они только проектируются в очень близкие точки на небесной сфере и потому называются *оптическими двойными* звездами. В отличие от них, *физическими двойными* называются звезды, образующие единую динамическую систему и обращающиеся под действием сил взаимного притяжения вокруг общего центра масс. Иногда наблюдаются объединения трех и более звезд (тройные и кратные системы). Если компоненты двойной звезды достаточно удалены друг от друга, так что видны раздельно (могут быть разрешены), то такие двойные называются *визуально двойными*. Двойственность некоторых тесных пар, компоненты которых не видны в отдельности, может быть обнаружена либо фотометрически (*затменные переменные звезды*), либо спектроскопически (*спектрально-двойные*).

§ 154. Общие характеристики двойных систем

Двойные звезды весьма часто встречаются в природе, поэтому их изучение существенно не только для выяснения природы самих звезд, но и для космогонических проблем происхождения и эволюции звезд.

Чтобы убедиться в том, что данная пара звезд физически связана и не является оптически двойной, необходимо произвести длительные наблюдения, позволяющие заметить орбитальное движение одной из звезд относительно другой. С большой

степенью вероятности физическая двойственность звезд может быть обнаружена по их собственным движениям (см. § 91): звезды, образующие физическую пару (компоненты двойной звезды), имеют почти одинаковое собственное движение. Иногда видна только одна из звезд, совершающих взаимное орбитальное движение. В этом случае ее путь на небе выглядит волнистой линией.

В настоящее время известны десятки тысяч тесных визуально двойных звезд. Из них только 10% уверенно обнаруживают относительные орбитальные движения и лишь для 1% (примерно для 500 звезд) оказывается возможным надежно вычислить орбиты.

Движение компонентов двойных звезд происходит в соответствии с законами Кеплера (см. § 40): оба компонента описывают в пространстве подобные (т. е. с одинаковым эксцентриситетом) эллиптические орбиты вокруг общего центра масс. Таким же эксцентриситетом обладает орбита звезды-спутника относительно главной звезды, если последнюю считать неподвижной. Большая полуось орбиты относительного движения спутника вокруг главной звезды равна сумме больших полуосей орбит движения обеих звезд относительно центра масс. С другой стороны, величины больших полуосей этих двух эллипсов обратно пропорциональны массам звезд. Таким образом, если из наблюдений известна орбита относительного движения, то на основании формулы (2.23) можно определить сумму масс компонентов двойной звезды. Если же известны отношения полуосей орбит движения звезд относительно центра масс, то можно найти еще отношение масс и, следовательно, массу каждой звезды в отдельности. В этом также заключается огромная роль изучения двойных звезд в астрономии: оно позволяет определить важную характеристику звезды — массу, знание которой необходимо, как мы видели, для исследования внутреннего строения звезды и ее атмосферы.

Для определения элементов орбиты двойной звезды рассмотрим движение спутника S_2 относительно главной звезды S_1 (рис. 202). Она является эллипсом с большой полуосью $a = a_1 + a_2$, где a_1 и a_2 — большие полуоси эллипсов, описываемых каждой звездой вокруг общего центра масс. Главная звезда S_1 находится в фокусе этого эллипса. Точка орбиты спутника, ближайшая к главной звезде, называется *периастром* (P), противоположная — *апоастром* (A).

Движение спутника относительно главной звезды характеризуется *элементами орбиты*: величина орбиты определяется *длиной большой полуоси* a ; форма — *эксцентриситетом орбиты* e ; положение плоскости орбиты относительно наблюдателя — *углом наклона плоскости орбиты* i , т. е. углом, который она

составляет с перпендикулярной к лучу зрения картинной плоскостью; движение спутника характеризуется *периодом обращения* P , обычно выражаемым в годах; положение спутника в любой момент времени легко определить, если задать *момент прохождения спутника через периастр* T .

К этим пяти основным элементам следует добавить еще два, характеризующие положение большой оси эллипса орбиты в

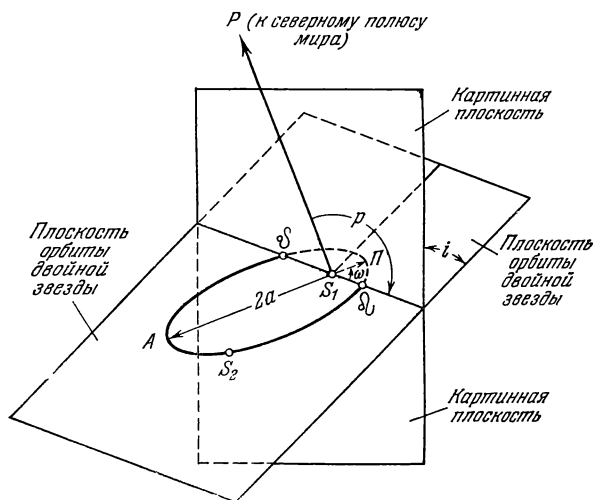


Рис. 202. Элементы орбиты двойной звезды.

пространстве. Углы в плоскости орбиты отсчитываются от одного из ее *узлов*. Узлами Ω и ϖ называются точки пересечения орбиты с картинной плоскостью. Угол в плоскости орбиты от узла до периастра называется *долготой периастра* (ω). В картинной плоскости положение узла определяется *позиционным углом* p , отсчитываемым от направления на полюс мира до узла. Таким образом добавляется еще два элемента: p — позиционный угол узла орбиты (берется всегда меньше 180°); ω — долгота периастра.

§ 155. Визуально-двойные звезды

Двойные звезды, двойственность которых обнаруживается при непосредственных наблюдениях в телескоп, называются *визуально-двойными*. Видимую орбиту звезды-спутника относительно главной звезды находят по длительным рядам наблюдений, выполненным в различные эпохи. С точностью до ошибок наблюдений эти орбиты всегда оказываются эллипсами

(рис. 203). В некоторых случаях на основании сложного собственного движения одиночной звезды относительно звезд фона можно судить о наличии у нее спутника, который невидим либо из-за близости к главной звезде, либо из-за своей значительно меньшей светимости (темный спутник). Именно таким путем были открыты первые белые карлики — спутники Сириуса и

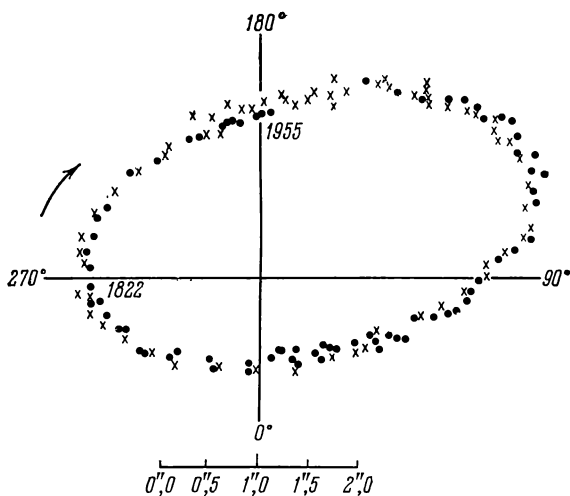


Рис. 203. Видимая орбита визуально-двойной звезды ξ Большой Медведицы с периодом около 60 лет.

Проциона, впоследствии обнаруженные визуально. Собственные движения и видимые орбиты Сириуса и его спутника изображены на рис. 204.

Видимая орбита визуально-двойной звезды является проекцией истинной орбиты на картинную плоскость. Поэтому для определения всех элементов орбиты прежде всего необходимо знать угол наклона i . Этот угол можно найти, если видны обе звезды. Его определение основано на том, что в проекции на плоскость, перпендикулярную лучу зрения, главная звезда оказывается не в фокусе эллипса видимой орбиты, а в какой-то другой его внутренней точке. Положение этой точки однозначно определено углом наклона i и долготой периастра ω . Таким образом, определение элементов i и ω , а также эксцентриситета e является чисто геометрической задачей. Элементы P , T и p получаются непосредственно из наблюдений. Наконец, истинное значение большой полуоси орбиты a и видимое a' связаны очевидным соотношением

$$a' = a \cos i. \quad (11.24)$$

Из наблюдений α' и, следовательно, α получаются в угловой мере. Только зная параллакс звезды, можно найти значение большой полуоси в астрономических единицах (а. е.).

В настоящее время зарегистрировано свыше 60 000 визуально-двойных систем. Примерно у 2000 из них удалось обнаружить орбитальные движения с периодами от наименьшего 2,62 года у ϵ Ceti до многих десятков тысяч лет. Однако надежные орбиты вычислены примерно для 500 объектов с периодами, не превышающими 500 лет.

§ 156. Затменные переменные звезды

Затменными переменными называются такие неразрешимые в телескопы тесные пары звезд, видимая звездная величина которых меняется вследствие периодически наступающих затмений одного компонента системы другим. В этом случае звезда с большей светимостью называется главной, а с меньшей — спутником. Типичными примерами звезд этого типа являются звезды Алголь (β Персея) и β Лиры. Вследствие регулярно происходящих затмений главной звезды спутником, а также спутника главной звездой суммарная видимая звездная величина затменных переменных звезд меняется периодически.

График, изображающий изменение потока излучения звезды со временем, называется *кривой блеска*. Момент времени, в который звезда имеет наименьшую видимую звездную величину, называется эпохой минимума, а наибольшую — эпохой максимума.

Разность звездных величин в минимуме и максимуме называется *амплитудой*, а промежуток времени между двумя последовательными максимумами или минимумами — *периодом* переменности. У Алголя, например, период переменности равен $2^{\text{д}}20^{\text{ч}}49^{\text{м}}$, а у β Лиры — $12^{\text{д}}21^{\text{ч}}48^{\text{м}}$.

По характеру кривой блеска затменной переменной звезды можно найти элементы орбиты одной звезды относительно другой, относительные размеры компонентов, а в некоторых

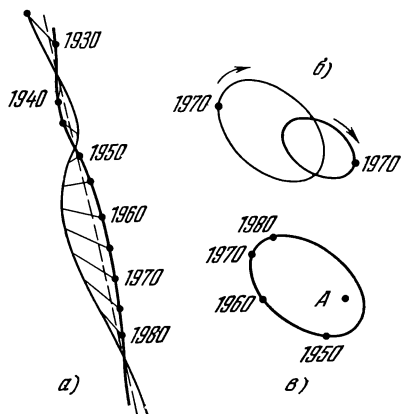


Рис. 204. Движение Сириуса и его спутника

а) видимые движения Сириуса (жирная линия), спутника (тонкая линия) и их центра масс (прерывистая линия); б) видимые орбиты обеих звезд вокруг общего центра масс; в) видимая орбита спутника вокруг главной звезды.

случаях даже получить представление об их форме. На рис. 205 показаны кривые блеска некоторых затменных переменных звезд вместе с полученными на их основании схемами движения компонентов. На всех кривых заметны два минимума: глубокий (главный, соответствующий затмению главной звезды

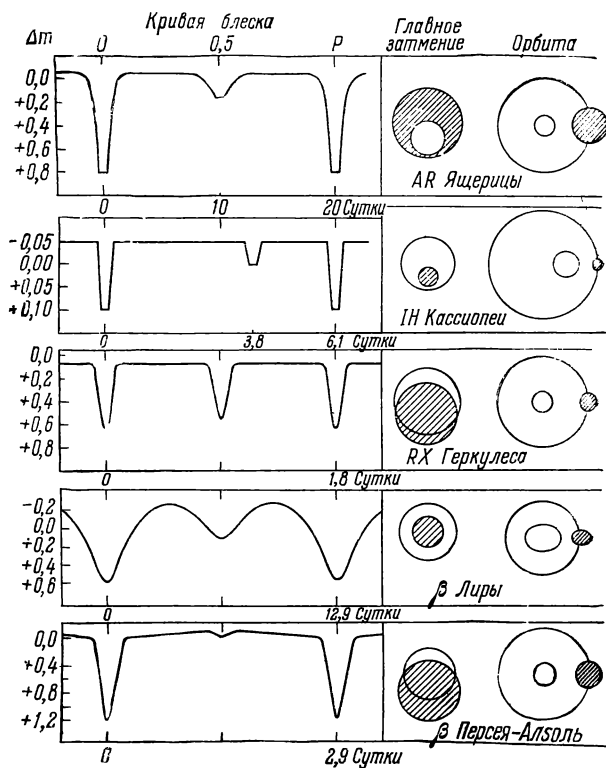


Рис. 205. Кривые блеска затменных переменных звезд и схематическое положение звезд во время затмения.

спутником), и слабый (вторичный), возникающий, когда главная звезда затмевает спутник.

На основании детального изучения кривых блеска можно получить следующие данные о компонентах затменных переменных звезд:

1. Характер затмений (частное, полное или центральное) определяется наклоном i и размерами звезд. Когда $i = 90^\circ$, затмение центральное, как у β Лиры (см. рис. 203). В тех случаях, когда диск одной звезды полностью перекрывается диском

другой, соответствующие области кривой блеска имеют характерные плоские участки (как у ИН Кассиопеи), что говорит о постоянстве общего потока излучения системы в течение некоторого времени, пока меньшая звезда проходит перед или за диском большей. В случае только частных затмений минимумы острые (как у RX Геркулеса или β Персея).

2. На основании продолжительности минимумов находят радиусы компонентов R_1 и R_2 , выраженные в долях большой полуоси орбиты, так как продолжительность затмения пропорциональна диаметрам звезд.

3. Если затмение полное, то по отношению глубин минимумов можно найти отношение светимостей, а при известных радиусах, — также и отношение эффективных температур компонентов.

4. Отношение промежутков времени от середины главного минимума до середины вторичного минимума и от вторичного минимума до следующего главного минимума зависит от эксцентриситета орбиты e и долготы периастра ω . Точнее, фаза наступления вторичного минимума зависит от произведения $e \cos \omega$. Если вторичный минимум лежит посередине между двумя главными минимумами (как у RX Геркулеса), то орбита симметрична относительно луча зрения и, в частности, может быть круговой. Асимметрия положения вторичного минимума позволяет найти произведение $e \cos \omega$.

5. Наклон кривой блеска, иногда наблюдаемый между минимумами, позволяет количественно оценить эффект отражения одной звездой излучения другой, как, например, у β Персея.

6. Плавное изменение кривой блеска, как, например, у β Лиры, говорит об эллипсоидальности звезд, вызванной приливным воздействием очень близких компонентов двойных звезд. К таким системам относятся звезды типа β Лиры и W Большой Медведицы (рис. 206). В этом случае по форме кривой блеска можно установить форму звезд.

7. Детальный ход кривой блеска в минимумах иногда позволяет судить о законе потемнения диска звезды к краю. Выявить этот эффект, как правило, очень трудно. Однако, в отличие от Солнца, это единственный имеющийся в настоящее время метод изучения распределения яркости по дискам звезд.

В итоге на основании вида кривой блеска затменной переменной звезды в принципе можно определить следующие элементы и характеристики системы:

i — наклонение орбиты; P — период; T — эпоха главного минимума; e — эксцентриситет орбиты; ω — долгота периастра; R_1 и R_2 — радиусы компонентов, выраженные в долях большой полуоси; для звезд типа β Лиры — эксцентриситеты эллипсоидов, представляющих форму звезд; L_1/L_2 — отношение светимостей компонентов или их температур T_1/T_2 .

Для некоторых особых типов звезд (например, Вольфа — Райе), если они затменные, удастся найти ряд дополнительных характеристик.

Задача определения всех этих величин весьма сложна и далеко не всегда может быть решена до конца. Обычно по общему виду кривой блеска сначала грубо определяют тип и примерную

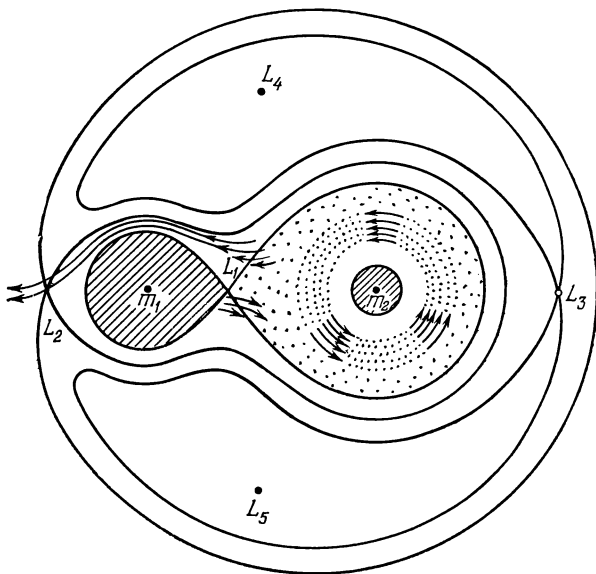


Рис. 206. Тесная двойная система β Лиры. Масса $M_1 = 63M_\odot$, $M_2 = 42M_\odot$, $L_1, 2, 3, 4, 5$ — точки Лагранжа.

ориентацию орбиты, после чего точно вычисляются элементы орбиты.

В настоящее время известно свыше 4000 затменных переменных звезд различных типов. Минимальный известный период — менее часа, наибольший — 57 лет. Информация о затменных звездах становится более полной и надежной при дополнении фотометрических наблюдений спектральными.

§ 157. Спектрально-двойные звезды

В спектрах некоторых звезд наблюдается периодическое раздвоение или колебание положения спектральных линий. Если эти звезды являются затменными переменными, то колебания линий происходят с тем же периодом, что и изменение блеска. При этом в моменты соединений, когда обе звезды движутся

перпендикулярно к лучу зрения, отклонение спектральных линий от среднего положения равно нулю. В остальные моменты времени наблюдается раздвоение спектральных линий, общих для спектров обеих звезд. Наибольшей величины раздвоение линий достигает при наибольшей лучевой скорости компонентов, одного — в направлении к наблюдателю, а другого — от него. Если

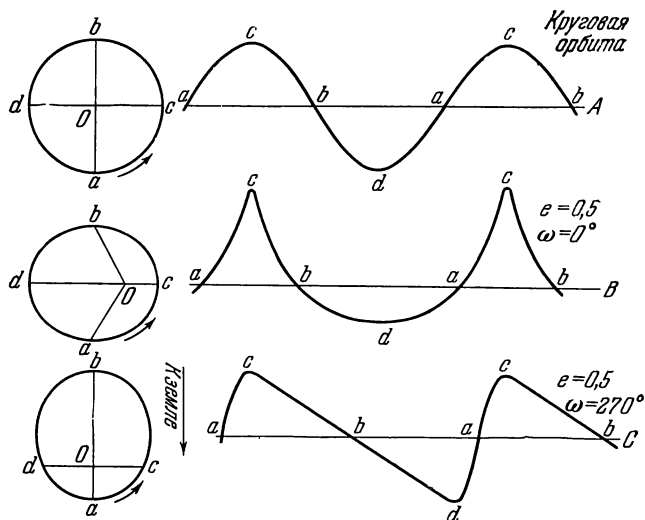


Рис. 207. Кривые лучевых скоростей в зависимости от формы и ориентации орбит спектрально-двойных звезд.

наблюдаемый спектр принадлежит только одной звезде (а спектр второй не виден из-за ее слабости), то вместо раздвоений линий наблюдается их смещение то в красную, то в синюю часть спектра. Зависимость от времени лучевой скорости, определенной по смещениям линий, называется *кривой лучевых скоростей*. Для каждого случая, изображенного на рис. 207, справа приведены соответствующие кривые лучевых скоростей. Форма кривой лучевых скоростей определяется только двумя параметрами: эксцентриситетом орбиты e и долготой периастра ω .

Таким образом, комбинацию этих двух параметров, или оба их в отдельности, можно определить, если известна кривая лучевых скоростей.

Звезды, двойственность которых может быть установлена только на основании спектральных наблюдений, называются *спектрально-двойными*. В отличие от затменных переменных звезд, у которых плоскости их орбит составляют весьма малый угол с лучом зрения ($i \approx 90^\circ$), спектрально-двойные звезды мо-

гут наблюдаться и в тех случаях, когда этот угол много больше, т. е. когда i сильно отличается от 90° . И только если плоскость орбиты близка к картинной плоскости, движение звезд не вызывает заметного смещения линий, и тогда двойственность звезды обнаружена быть не может.

Если плоскость орбиты проходит через луч зрения ($i = 90^\circ$), то наибольшее смещение спектральных линий позволяет определить значение полной скорости V движения звезд относительно центра масс системы в двух диаметрально противоположных точках орбиты. Эти значения являются экстремумами кривой лучевых скоростей. Поскольку долгота периастра ω и эксцентриситет известны на основании вида кривой лучевых скоростей, тем самым на основании теории эллиптического движения удастся определить все элементы орбиты. Если же $i \neq 90^\circ$, то получаемые из наблюдений значения лучевых скоростей равны $V_r = V \sin i$. Поэтому, хотя спектроскопически могут быть найдены абсолютные значения линейных параметров орбиты (выраженных в километрах), все они содержат неопределенный множитель $\sin i$, который нельзя определить из спектроскопических наблюдений.

Из сказанного ясно, что в тех случаях, когда кривая лучевых скоростей известна для затменно-переменной звезды (для которой можно определить i), получаются наиболее полные и надежные элементы орбиты и характеристики звезд. При этом все линейные величины определяются в километрах. Удастся найти не только размеры и формы звезд, но даже и их массы.

В настоящее время известно около 2500 звезд, двойственная природа которых установлена только на основании спектральных наблюдений. Примерно для 750 из них удалось получить кривые лучевых скоростей, позволяющие найти периоды обращения и форму орбиты.

Изучение спектрально-двойных звезд особенно важно, так как оно позволяет получить представление о массах удаленных объектов большой светимости и, следовательно, достаточно массивных звезд.

Тесные двойные системы представляют собою такие пары звезд, расстояние между которыми сопоставимо с их размерами. При этом существенную роль начинают играть приливные взаимодействия между компонентами. Под действием приливных сил поверхности обеих звезд перестают быть сферическими, звезды приобретают эллипсоидальную форму и у них возникают направленные друг к другу приливные горбы, подобно лунным приливам в океане Земли.

Форма, которую принимает тело, состоящее из газа, определяется поверхностью, проходящей через точки с одинаковыми

значениями гравитационного потенциала. Эти поверхности называются *экипотенциальными*. Газ может свободно течь вдоль экипотенциальной поверхности, что и определяет равновесную форму тела. Для одиночной невращающейся звезды экипотенциальные поверхности, очевидно, — концентрические сферы с центром, совпадающим с центром масс. Это объясняет сферичность обычных звезд. Для тесной двойной системы экипотенциальные поверхности имеют сложную форму и образуют несколько семейств кривых. Характер их легко представить, если внимательно посмотреть на сечение критических поверхностей, разделяющих эти семейства (см. рис. 206). Самая внутренняя из них восьмеркой охватывает обе звезды и проходит через первую (внутреннюю) точку Лагранжа L_1 (§ 56). Эта поверхность ограничивает область, называемую *внутренней полостью Роша*, состоящую из двух замкнутых объемов, в каждом из которых располагаются эллипсоиды экипотенциальных поверхностей, определяющих форму деформированных приливным взаимодействием звезд. Две другие критические поверхности проходят соответственно через вторую и третью (внешние) точки Лагранжа, причем последняя поверхность ограничивает еще две полости, содержащие точки Лагранжа L_4 и L_5 . Если внешние слои звезд выходят за пределы внутренней полости Роша, то, растекаясь вдоль экипотенциальных поверхностей, газ может, во-первых, перетекать от одной звезды к другой, а, во-вторых, образовать оболочку, охватывающую обе звезды. Классическим примером такой системы является звезда β Лиры, спектральные наблюдения которой позволяют обнаружить как общую оболочку тесной двойной, так и газовый поток от спутника к главной звезде. Среди взаимодействующих тесных двойных систем имеется множество замечательных объектов; некоторые из них будут рассмотрены в § 160.

4. ФИЗИЧЕСКИЕ ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ

Физическими переменными называются звезды, которые меняют свою светимость за относительно короткие промежутки времени в результате физических процессов, происходящих в самой звезде. В зависимости от характера переменности различаются *пульсирующие* переменные и *эруптивные* переменные, а также *новые* и *сверхновые* звезды, являющиеся частным случаем эруптивных переменных.

Все переменные звезды, в том числе и затменные переменные, имеют специальные обозначения, если только они не были ранее обозначены буквой греческого алфавита. Первые 334 переменные звезды каждого созвездия обозначаются последовательностью букв латинского алфавита R, S, T, ..., Z, RR, RS, ...

..., RZ, SS, ST, ..., SZ, ..., ZZ, AA, ..., AZ, ..., QQ, ..., QZ с добавлением названия соответствующего созвездия (например, RR Lyr). Следующие переменные обозначаются V 335, V 336 и т. д. (например, V 335 Cyg).

§ 158. Пульсирующие переменные

Цефеиды. *Цефеидами* называются физические переменные звезды, характеризующиеся особой формой кривой блеска, типичный пример которой приведен на рис. 208. Видимая звездная

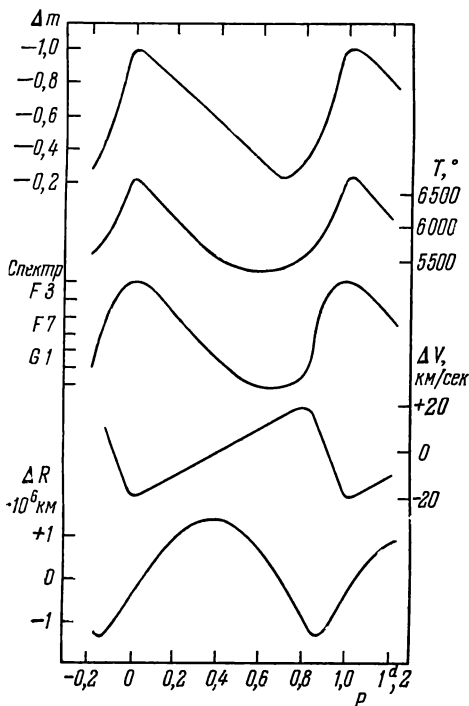


Рис. 208. Пульсация звезды δ Цефея.

Кривые сверху вниз соответственно изображают изменения видимой звездной величины, температуры, спектра, лучевой скорости и радиуса звезды.

означает, что изменение светимости цефеид сопровождается изменением температуры их атмосфер в среднем на 1500° .

В спектрах цефеид по смещению спектральных линий обнаружено периодическое изменение лучевых скоростей. Наибольшее смещение линий в красную сторону происходит в минимуме,

величина плавно и периодически меняется со временем и соответствует изменению светимости звезды в несколько раз (обычно от 2 до 6). Этот класс звезд назван по имени одной из типичных его представительниц — звезды δ Цефея.

Цефеиды относятся к гигантам и сверхгигантам классов F и G. Это обстоятельство позволяет наблюдать их с огромных расстояний, в том числе и далеко за пределами нашей звездной системы — Галактики.

Период — одна из важнейших характеристик цефеид. Для каждой данной звезды он постоянен с большой степенью точности, но у разных цефеид периоды весьма различны (от суток до нескольких десятков суток).

Одновременно с видимой звездной величиной у цефеид меняется спектр, в среднем в пределах одного спектрального класса. Это

а в синюю — в максимуме блеска. Таким образом, периодически меняется и радиус звезды.

Звезды типа δ Цефея относятся к молодым объектам, расположенным преимущественно вблизи основной плоскости нашей звездной системы — Галактики. Цефеиды, встречающиеся в шаровых звездных скоплениях, старше и отличаются несколько меньшей светимостью. Это менее массивные, а потому медленнее эволюционирующие звезды, достигшие стадии цефеид. Их называют звездами типа W Девы.

Описанные наблюдаемые особенности цефеид свидетельствуют о том, что атмосферы этих звезд испытывают регулярные пульсации. Следовательно, в них имеются условия для поддержания в течение долгого времени на постоянном уровне особого колебательного процесса.

Как мы видели в § 153, равновесие звезды определяется балансом сил гравитации и внутреннего давления газа. Если равновесие нарушится и по какой-либо причине звезда слегка сожмется или, наоборот, расширится, то, стремясь вернуться в равновесное состояние, ее вещество может прийти в колебательное движение, подобно тому как маятник колеблется в поле тяжести Земли. Период колебания маятника выражается через его длину l , а ускорение силы тяжести g известной формулой

$$P = 2\pi \sqrt{l/g}.$$

Эта формула весьма универсальна и может быть использована для определения периода малых колебаний многих механических систем и даже звезд в целом, если под длиной l понимать ее радиус R . Ускорение g на поверхности звезды, очевидно, составляет $f\mathfrak{M}/R^2$. Подставляя эти величины вместо l и g в формулу маятника, получим

$$P = 2\pi \sqrt{\frac{R^3}{f\mathfrak{M}}},$$

или, если учесть, что $3\mathfrak{M}/4\pi R^3 = \bar{\rho}$ — средней плотности звезды, то произведение $P \sqrt{\bar{\rho}} = \sqrt{3\pi/f}$, т.е. равно константе. Если P выражать в сутках, а $\bar{\rho}$ — в единицах средней плотности Солнца (§ 116), то получим простое соотношение

$$P \sqrt{\bar{\rho}/\bar{\rho}_\odot} \approx 0,12.$$

Таким образом, период механических колебаний звезды типа Солнца оказывается около трех часов. У Солнца действительно наблюдаются очень слабые пульсации с периодами меньше 2—3 часов. Однако для того, чтобы подобные пульсации могли достигнуть столь значительных амплитуд, как это наблюдается у цефеид, должен существовать определенный механизм, обеспечивающий энергией эти колебания. В настоящее время пола-

гают, что эта энергия возникает за счет излучения звезды, а раскачка колебаний происходит благодаря своеобразному клапанному механизму, когда непрозрачность наружных слоев звезды задерживает часть излучения внутренних слоев.

Расчеты показывают, что фактически роль такого клапана играет тот слой звезды, в котором частично ионизован гелий (при этом водород и остальные элементы практически полностью ионизованы). Нейтральный гелий непрозрачен к ультрафиолетовому излучению звезды, которое задерживается и нагревает газ.

Этот нагрев и вызванное им расширение способствует ионизации гелия, слой становится прозрачным, поток выходящего излучения увеличивается. Но это приводит к охлаждению и сжатию, из-за чего гелий снова становится нейтральным и весь процесс повторяется снова.

Для осуществления этого механизма необходимо, чтобы на определенной глубине под поверхностью звезды, где плотность уже достаточно велика, достигалась температура, как раз необходимая для ионизации гелия. Это возможно только у звезд с определенными значениями эффективных температур, т. е. светимостей. В итоге пульсации воз-

можны только у звезд, занимающих определенную зону на диаграмме Герцшпрунга — Рассела, как это видно на рис. 210.

Если предположить, что для цефеид имеет место некоторая зависимость между массой и светимостью, аналогичная рассмотренной в § 151, то в силу соотношения $P\sqrt{\bar{\rho}} = \text{const}$ следует ожидать существования и зависимости между периодом и светимостью.

Наличие такой зависимости было установлено задолго до того, как удалось выяснить природу пульсаций цефеид. При изучении цефеид в одной из ближайших к нам звездных систем (в Малом Магеллановом Облаке) было замечено, что чем меньше видимая звездная величина цефеиды (т. е. чем ярче она кажется), тем больше период изменения ее блеска. Зависимость эта оказалась линейной. Из того, что все изученные звезды принадлежали одной и той же системе, следовало, что расстояния до них практически одинаковы. Поэтому обнаруженная зависимость одновременно оказалась зависимостью между периодом P и абсолютной звездной величиной M (или светимостью L) для цефеид (рис. 209).

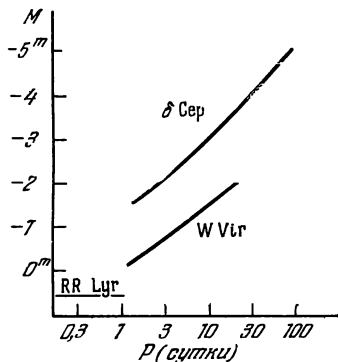


Рис. 209. Зависимость период — светимость для звезд типа δ Цефея, W Девы и RR Лир.

Основной трудностью определения нуль-пункта этой зависимости является то, что расстояния ни до одной из известных цефеид не удается определить тригонометрическим путем и приходится пользоваться значительно менее надежными косвенными методами. Поэтому хотя вид кривой, изображенной на рис. 209, можно установить надежно по изучению одинаково удаленных звезд скоплений, ее сдвиг по вертикальной оси (нуль-пункт) известен хуже и требует уточнения.

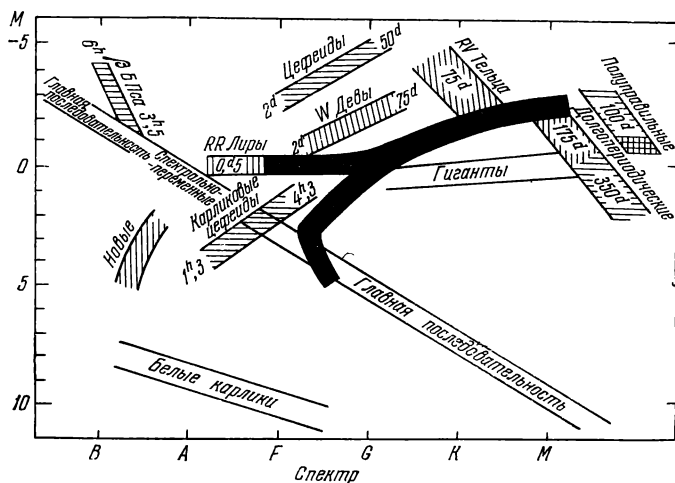


Рис. 210. Положение различных групп пульсирующих переменных на диаграмме Герцшпрунга — Рессела.

В настоящее время можно считать, что положение кривых на рис. 209 известно с точностью по крайней мере до нескольких десятых звездной величины.

Существование зависимости между периодом и абсолютной звездной величиной у цефеид играет исключительно важную роль в астрономии: по ней определяют расстояния до весьма удаленных объектов, когда не могут быть применены иные методы.

Действительно предположим, что в некотором скоплении звезд обнаружена цефеида с периодом 3 суток и видимой звездной величиной $+13^m$. По верхней кривой на рис. 209 находим ее абсолютную звездную величину $M = -2^m$. Поэтому модуль расстояния $m - M = 15^m$ и согласно формуле (11.6) расстояние составляет 10 000 пс.

Звезды типа RR Лиры. Кроме цефеид, существует еще несколько типов пульсирующих переменных звезд, положение которых на диаграмме Герцшпрунга — Рессела показано на

рис. 210. Наиболее известны среди них звезды типа RR Лиры, прежде называвшиеся короткопериодическими цефеидами из-за сходства их характеристик с обычными цефеидами (рис. 211). Звезды типа RR Лиры — гиганты спектрального класса А. Они занимают очень узкий участок на диаграмме Герцшпрунга — Рассела, соответствующий почти одинаковой для всех звезд

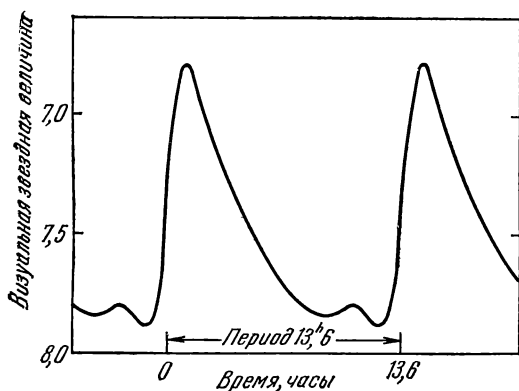


Рис. 211. Кривая блеска RR Лиры.

этого типа светимости, более чем в сто раз превышающей светимость Солнца. Периоды звезд типа RR Лиры заключены в пределах от 0,2 до 1,2 суток. Амплитуда изменения блеска достигает одной звездной величины.

Другие типы пульсирующих переменных. Интересным типом пульсирующих переменных является небольшая группа звезд типа β Цефея (или типа β Большого Пса), принадлежащих преимущественно к гигантам ранних спектральных подклассов В (в среднем класс В2 III). На диаграмме Герцшпрунга — Рассела они расположены справа от верхней части главной последовательности (рис. 210). По характеру переменности и форме кривой блеска эти звезды напоминают звезды типа RR Лиры, отличаясь от них исключительно малой амплитудой изменения звездной величины, не более $0^m,2$. Периоды заключены в пределах от 3 до 6 часов, причем, как и у цефеид, наблюдается зависимость периода от светимости. Кривые изменения лучевых скоростей часто оказываются меняющимися по фазе, форме и амплитуде.

Помимо пульсирующих звезд с правильным изменением светимости существует ряд типов звезд, характер кривой блеска которых меняется. Среди них выделяются звезды типа RV Тельца, у которых изменения светимости характеризуются чередованием глубоких и мелких минимумов (рис. 212), происходящим

с периодом от 30 до 150 дней и с амплитудой от 0,8 до 3,5 звездных величин. Звезды типа RV Тельца принадлежат к спектральным классам F, G или K. У многих из них вблизи эпохи максимума в спектре появляются яркие эмиссионные линии, а около минимума — полосы поглощения титана. Это говорит о том, что спектр звезд типа RV Тельца сочетает признаки как ранних спектральных классов горячих звезд, так и поздних холодных. Звезды типа RV Тельца — промежуточное звено между цефеидами и другими типами пульсирующих переменных.

Звезды типа μ Цефея принадлежат к спектральному классу M и называются *красными полуправильными* переменными. Они

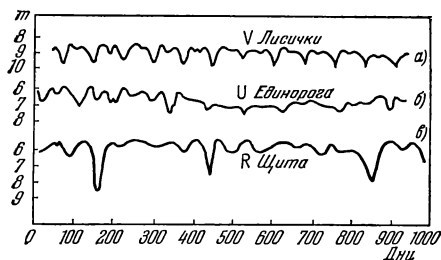


Рис. 212. Кривые блеска звезд типа RV Тельца.

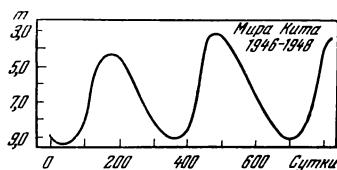


Рис. 213. Кривая блеска Миры Кита.

отличаются иногда очень сильными неправильностями изменения светимости, происходящими за время от нескольких десятков до нескольких сотен суток.

Рядом с полуправильными переменными на диаграмме спектр — светимость располагаются звезды класса M, в которых не удастся обнаружить повторяемости изменения светимости (*неправильные переменные*). Ниже их находятся звезды с эмиссионными линиями в спектре плавно меняющие свою светимость за очень большие промежутки времени (от 70 до 1300 дней) и в очень больших пределах (до 10^m). Замечательной представительницей звезд этого типа является «омикрон» (o) Кита, или, как ее иначе называют, Миры (Дивная), кривая блеска которой изображена на рис. 213. Поэтому весь этот класс звезд называют *долгопериодическими переменными типа Миры Кита*. В спектрах этих звезд всегда присутствуют эмиссионные линии водорода (в максимуме) или металлов (перед минимумом). Длина периода у долгопериодических переменных звезд колеблется около среднего значения в пределах от 10% в обе стороны.

Рассмотренные группы пульсирующих переменных образуют единую последовательность звезд с увеличивающейся продолжительностью периода (или цикла) пульсации. Особенно наглядно эта последовательность выступает, если учесть количество звезд

различных типов с данным значением периода, содержащихся в определенном объеме пространства. Это иллюстрируется графиком на рис. 214, из которого видно, что большинство пульсирующих переменных имеет периоды, близкие к значениям $0^d,2$ (тип RR Лиры), $0^d,5$ и 5^d (цефеиды), 15^d (разновидность цефеид — звезды типа W Девы), 100^d (полуправильные) и 300^d (долгопериодические переменные). Все эти звезды относятся к гигантам, т. е. согласно современным представлениям об эволюции звезд, к объектам, прошедшим стадию пребывания на

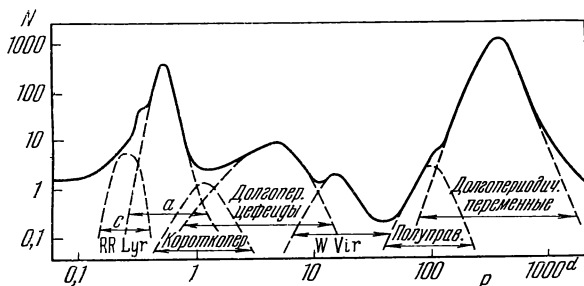


Рис. 214. Относительное количество пульсирующих переменных звезд различных периодов.

главной последовательности. Как будет показано в гл. XIV, дальнейший путь эволюции соответствует перемещению на диаграмме Герцшпрунга — Рассела вправо. При этом все звезды верхней части главной последовательности должны пересечь полосу неустойчивости, упоминавшуюся выше, а массивные звезды пересекают ее дважды и задерживаются на ней дольше.

Помимо неустойчивости, характерной для цефеид, на диаграмме Герцшпрунга — Рассела, возможно, существуют и другие области неустойчивости, соответствующие остальным пульсирующим переменным.

Таким образом, пульсации, скорее всего, закономерное явление, отличающее некоторые этапы эволюции звезд.

§ 159. Эруптивные переменные, пульсары и нейтронные звезды

Среди звезд меньшей светимости (карликов) также имеются переменные различных типов, общее известное число которых примерно раз в 10 меньше количества пульсирующих гигантов. Все они проявляют свою переменность в виде повторяющихся вспышек, которые могут быть объяснены различного рода выбросами вещества — *эрупциями*. Поэтому всю эту группу звезд вместе с новыми звездами называют *эруптивными переменными*.

Следует иметь в виду, однако, что здесь оказались звезды самой различной природы, как находящиеся на ранних этапах своей эволюции, так и завершающие свой жизненный путь. Мы начнем с первых.

Звезды в начале эволюции. Наиболее молодыми звездами, по-видимому, еще не завершившими процесса гравитационного сжатия, следует считать *переменные типа Т Тельца* (Т Тау). Это карлики спектральных классов чаще всего F—G, с эмиссионными линиями в спектре, напоминающими яркие линии солнечной хромосферы. Они в большом количестве обнаружены, например, в туманности Ориона. Очень похожи на них звезды типа RW Возничего (RW Aur), принадлежащие спектральным классам от В до М. У всех этих звезд изменение светимости происходит настолько неправильно, что нельзя установить никакой закономерности. Хаотические изменения блеска могут происходить с амплитудами, достигающими 3^m , причем иногда до 1^m на протяжении часа.

Звезды типа Т Тельца чаще всего встречаются группами, особенно в пределах больших газо-пылевых туманностей. Небольшие яркие туманности наблюдаются и непосредственно вокруг самих этих звезд, что говорит о существовании у них обширных газовых оболочек. Движение вещества в этих оболочках, связанное с процессом гравитационного сжатия звезды, по-видимому, является причиной хаотической ее переменности. Отсюда следует, что звезды типа Т Тельца — самые молодые образования, которые уже можно считать звездами. Известны еще более молодые объекты — источники инфракрасного излучения. Но это еще не звезды, а сжимающиеся в дозвездные тела (протозвезды) газо-пылевые облака (см. § 177).

Вспыхивающие звезды типа UV Кита всегда встречаются в тех областях, где имеются переменные типа Т Тельца. Это карлики спектральных классов К и М. У них в спектре также наблюдаются эмиссионные линии кальция и водорода. Отличаются они необычайной быстротой возрастания светимости во время эпизодических вспышек: менее чем за минуту поток излучения может увеличиться в десятки раз. После этого за полчаса-час он возвращается к исходному уровню. Во время вспышки усиливается также яркость эмиссионных линий. Характер явления сильно напоминает хромосферную вспышку на Солнце, отличающуюся, однако, значительно большими масштабами.

Звезды типа UV Кита скорее всего находятся на заключительных стадиях гравитационного сжатия.

Звезды типа Ве. Массивные, быстро эволюционирующие звезды гораздо труднее застать на ранних стадиях эволюции. Тем не менее, среди горячих звезд класса В, преимущественно обладающих быстрым вращением, часто встречаются звезды с эмис-

сионными линиями, принадлежащими водороду, иногда гелию и другим элементам. Как правило, такие звезды отличаются переменными спектрами и меняют блеск на $0^m,1$ — $0^m,2$, причем эти изменения имеют нерегулярный характер и связаны, по-видимому, с истечением вещества, вызванным быстрым вращением. Массы Ве-звезд порядка $10M_{\odot}$. По-видимому, это недавно возникшие молодые объекты.

Звезды типа Вольфа — Райе (обозначаются WR) образуют немногочисленную группу звезд, принадлежащих к наиболее ярким объектам в нашей Галактике. В среднем их абсолютная звездная величина — 4^m , а общее известное их число не превышает 200. Спектры звезд типа WR состоят из широких ярких линий, принадлежащих атомам и ионам с высокими потенциалами ионизации (H, He I, He II, C III, N III, O III и т. д.), налагающихся на сильный непрерывный фон. Вид спектральных линий указывает на расширение оболочек, окружающих эти звезды, происходящее с ускорением.

Энергия, излучаемая в линиях, сравнима с энергией в непрерывном спектре. Ее источником является мощное ультрафиолетовое излучение очень горячей звезды, эффективная температура которой достигает $100\,000^{\circ}\text{K}$! Световое давление столь горячего излучения, по-видимому, и является причиной наблюдаемого ускоренного движения атомов в атмосферах звезд типа WR. Как и Ве-звезды, это — молодые объекты, часто двойные системы.

Новые звезды. Термин «новая» звезда не означает появления вновь возникшей звезды, а отражает только определенную стадию переменности некоторых звезд.

Новыми звездами называют эруптивные переменные звезды особого типа, у которых хотя бы однажды наблюдалось внезапное и резкое увеличение светимости (вспышка) не менее чем на 7—8 звездных величин. Чаще всего во время вспышки видимая звездная величина уменьшается на 10^m — 13^m , что соответствует росту светимости в десятки и сотни тысяч раз. В среднем абсолютная звездная величина в максимуме достигает $8^m,5$. После вспышки новые звезды являются очень горячими карликами. В максимальной фазе вспышки они похожи на сверхгиганты спектральных классов A — F. Если вспышка одной и той же новой звезды наблюдалась не менее двух раз, то такая новая называется *повторной*. У повторных новых звезд, как правило, возрастание светимости несколько меньше, чем у типичных новых.

Всего в настоящее время известно около 300 новых звезд, из них около 150 вспыхнуло в нашей Галактике и свыше 100 — в туманности Андромеды. У известных семи повторных новых в сумме наблюдалось около 20 вспышек. Многие (возможно даже все) новые и повторные новые являются тесными двой-

ными системами. После вспышки новые звезды часто обнаруживают слабую переменность.

Кривые блеска новых звезд имеют особый вид, позволяющий разделить все явления на несколько этапов (рис. 215). *Начальный подъем* блеска происходит очень быстро (2—3 суток), но незадолго до максимума рост светимости несколько замедляется (*окончательный подъем*). После максимума происходит

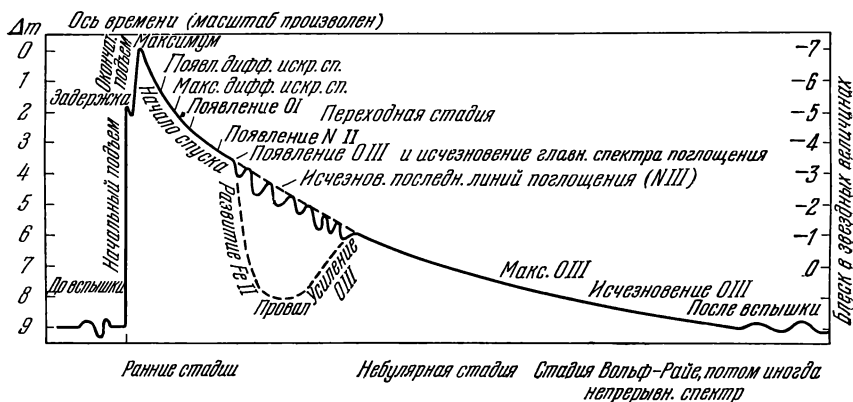


Рис. 215. Схема кривой блеска новой звезды.

уменьшение светимости, длящееся годы. Падение блеска на первые три звездные величины обычно плавное. Иногда наблюдают вторичные максимумы. Затем следует переходная стадия, отличающаяся либо плавным уменьшением светимости еще на три звездные величины, либо колебаниями ее. Иногда происходит резкое падение светимости с последующим медленным возвращением к прежнему значению. Окончательное падение блеска происходит довольно плавно. В результате звезда приобретает ту же светимость, что и до вспышки.

Описанная картина изменения светимости новой звезды показывает, что во время вспышки происходит внезапный взрыв, вызванный неустойчивостью, возникшей в звезде. Согласно различным гипотезам, эта неустойчивость может возникать у некоторых горячих звезд в результате внутренних процессов, определяющих выделение энергии в звезде, либо вследствие воздействия каких-либо внешних факторов.

Возможной причиной взрыва новой является обмен вещества между компонентами тесных двойных систем (§ 157), к которым принадлежат, по-видимому, все такие звезды. Так, например, если богатое водородом вещество из оболочки главной звезды попадет на поверхность ее спутника — белого карлика, может про-

изойти внезапное выделение термоядерной энергии. Общее количество энергии, выделяющейся при вспышке новой, превышает 10^{45} — 10^{46} эрг. Солнце излучает столько энергии за десятки тысяч лет! Все же это существенно меньше запасов всей термоядерной энергии звезды. На этом основании полагают, что взрыв новой звезды не сопровождается изменением общей ее структуры, а затрагивает только поверхностные слои.

Следствием нагрева газа, происходящего в результате взрыва, является выброс звездой вещества, приводящий к отрыву от нее внешних слоев — оболочки с массой $(10^{-4} \div 10^{-5}) M_{\odot}$. Эта оболочка расширяется с огромной скоростью от нескольких сотен до 1500—2000 км/сек. Звезда быстро сбрасывает ее и в результате образует вокруг себя туманность. Расширяющиеся газовые туманности были обнаружены почти у всех наиболее близких к нам новых звезд.

На первых стадиях вспышки, когда в результате расширения радиус оболочки возрастает в сотни раз, уменьшается плотность и температура внешних слоев звезды. Первоначально горячая звезда класса О приобретает спектр класса А — F. Однако, несмотря на охлаждение, общая светимость звезды быстро возрастает вследствие мощного свечения газов и увеличения радиуса оболочки. Поэтому незадолго перед максимумом новая звезда имеет спектр сверхгиганта. На этом этапе спектр новой обладает всеми особенностями, присущими сверхгигантам класса А или F (узкие линии, среди которых выделяются линии водорода). Однако важной особенностью этого спектра, называемого *предмаксимальным*, является сильный сдвиг линий поглощения в фиолетовую сторону, соответствующий приближению излучающего вещества к нам со скоростью в несколько десятков или сотен километров в секунду. В это время происходит расширение плотной оболочки, которую имеет новая на этой стадии.

В максимуме резко меняется вид спектра. Появляется так называемый *главный спектр*. Его линии смещены в фиолетовую сторону на величину, соответствующую скорости расширения около 1000 км/сек. Причина этого изменения спектра связана с тем, что при своем расширении оболочка становится тоньше и, следовательно, прозрачнее. Поэтому становятся видными более глубокие ее слои, которые движутся гораздо быстрее. Сразу после максимума в спектре новой появляются яркие, очень широкие эмиссионные линии, имеющие вид полос, принадлежащих главным образом водороду, железу и титану. Каждая из этих полос занимает весь интервал спектра от соответствующей смещенной в фиолетовую сторону линии поглощения главного спектра до несмещенного положения той же линии. Это означает, что оболочка становится уже настолько разреженной, что видны различные ее слои, обладающие всевозможными скоростями.

Когда это уменьшение светимости составляет около 1^m , появляется *диффузно-искровой спектр*, состоящий из сильно размытых линий поглощения водорода и ионизованных металлов, а также из специфичных ярких полос. Диффузно-искровой спектр накладывается на главный, постепенно усиливаясь по своей интенсивности. В дальнейшем к нему добавляется так называемый *орионов спектр*, характерный для горячих звезд класса В. Появление диффузно-искрового, а затем и орионова спектров свидетельствует о том, что вещество выбрасывается звездой с увеличивающейся скоростью постепенно из все более глубоких и более горячих слоев.

К началу переходной стадии диффузно-искровой спектр исчезает, а орионов достигает наибольшей интенсивности. После того как последний также исчезает, на фоне непрерывного спектра новой звезды, пересеченного широкими полосами поглощения, возникают и постепенно усиливаются эмиссионные линии, наблюдаемые в спектрах разреженных газовых туманностей (*небулярная стадия*). Это свидетельствует о еще более сильном разрежении вещества оболочки.

Сверхновые звезды. Сверхновыми называются звезды, вспыхивающие подобно новым и достигающие в максимуме абсолютной звездной величины от -18^m до -19^m и даже -21^m .

Возрастание светимости происходит более, чем на 19^m , т. е. в десятки миллионов раз. Общая энергия, излучаемая сверхновой за время вспышки, превышает 10^{48} — 10^{49} эрг, что в тысячи раз более, чем для новых. Фотографически зарегистрировано около 60 вспышек сверхновых в других галактиках, причем нередко их светимость оказывалась сравнимой с интегральной светимостью всей галактики, в которой произошла вспышка.

По описаниям более ранних наблюдений, выполненных невооруженным глазом, удалось установить несколько случаев вспышек сверхновых в нашей Галактике. Наиболее интересной из них является упоминаемая в летописях Сверхновая 1054 г., вспыхнувшая в созвездии Тельца и наблюдавшаяся китайскими и японскими астрономами в виде внезапно появившейся «звезды-гостя», которая казалась ярче Венеры и была видна даже днем.

Другое наблюдение подобного явления в 1572 г. описано значительно подробнее датским астрономом Тихо Браге. Было отмечено внезапное появление «новой» звезды в созвездии Кассиопеи. За несколько дней эта звезда, быстро увеличивая свою светимость, стала казаться ярче Венеры. Вскоре ее излучение начало постепенно ослабевать, причем угасание сопровождалось колебаниями интенсивности и небольшими вспышками. Через два года она перестала быть видна невооруженным глазом.

В 1604 г. вспышку сверхновой звезды наблюдал Кеплер в созвездии Змееносца.

Хотя это явление похоже на вспышку обычной новой, оно отличается от нее своим масштабом, плавной и медленно меняющейся кривой блеска и спектром. По характеру спектра вблизи эпохи максимума различаются два типа сверхновых звезд.

Сверхновые I типа вблизи максимума отличаются непрерывным спектром, в котором не видно никаких линий. Позднее появляются очень широкие эмиссионные полосы, положение которых не совпадает ни с какими известными спектральными линиями. Ширина этих полос соответствует расширению газов со скоростью до 6000 км/сек. Интенсивность, структура и положение полос часто меняются со временем. Через полгода после максимума появляются полосы, которые удастся отождествить со спектром нейтрального кислорода.

У сверхновых II типа светимость в максимуме несколько меньше, чем у сверхновых I типа. Их спектры отличаются усилением ультрафиолетового свечения. Как и в спектрах обычных новых, в них наблюдаются линии поглощения и излучения, отождествляемые с водородом, ионизованным азотом и другими элементами.

Большой интерес представляют быстро расширяющиеся газовые туманности, которые в нескольких случаях удалось обнаружить на месте вспыхнувших сверхновых звезд I типа. Самой замечательной из них является знаменитая Крабовидная туманность в созвездии Тельца (рис. 216). Форма эмиссионных линий этой туманности говорит о ее расширении со скоростью около 1000 км/сек. Современные размеры туманности таковы, что расширение с этой скоростью могло начаться не более 900 лет назад, т. е. как раз в эпоху вспышки Сверхновой 1054 г. Совпадение по времени и местоположению Крабовидной туманности со «звездой-гостьей», описанной в китайских летописях, говорит о возможности того, что туманность в созвездии Тельца является результатом вспышки сверхновой.

Крабовидная туманность имеет ряд замечательных особенностей: 1) более 80% видимого излучения приходится на непрерывный спектр; 2) в белом свете она имеет аморфный вид; 3) обычный для туманностей эмиссионный спектр с линиями ионизованных металлов и водорода (последние более слабые) излучается отдельными волокнами; 4) излучение поляризовано, причем в некоторых областях туманности почти полностью; 5) Крабовидная туманность является одним из самых мощных источников радиоизлучения в нашей Галактике.

Одним из возможных объяснений этих интересных особенностей Крабовидной туманности является следующее. Во время

вспышки Сверхновой 1054 г. начали возникать в большом количестве свободные электроны, обладающие огромными кинетическими энергиями (релятивистские электроны). Они движутся со скоростями, близкими к скорости света. Процессы столь сильного ускорения частиц продолжаются и в настоящее время. Непрерывное излучение как в видимой области спектра, так и в

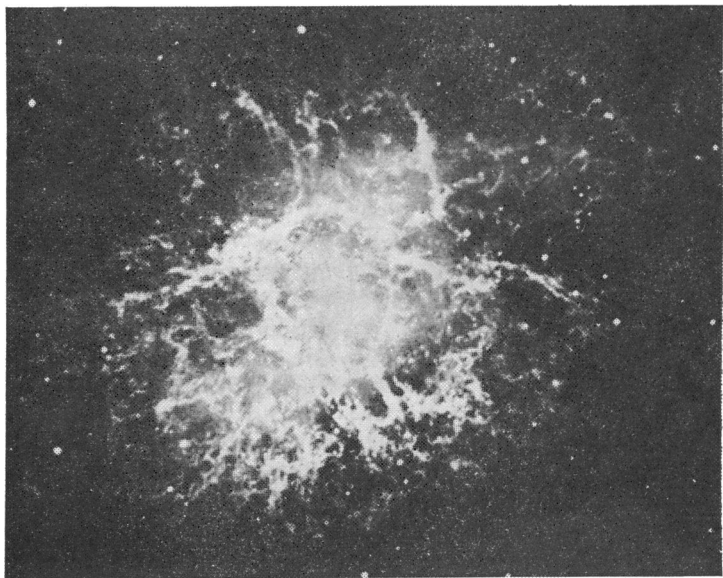


Рис. 216. Крабовидная туманность в созвездии Тельца.

радиодиапазоне возникает вследствие торможения релятивистских электронов при их движении по спирали вокруг силовых линий слабых магнитных полей. Такое излучение должно быть поляризовано, что и наблюдается в действительности.

Слабые туманности и различной мощности источники радиоизлучения обнаружены также в местах вспышек других сверхновых звезд нашей Галактики, подобно Крабовидной туманности являющихся мощными источниками радиоизлучения. До последнего времени оставалось совершенно не ясным, каким образом происходит в Крабовидной туманности постоянный приток новых релятивистских электронов, несмотря на то, что явление вспышки сверхновой давно закончилось. Вопрос начал проясняться только после того как были открыты совершенно новые объекты.

Пульсары. В августе 1967 г. в Кембридже (Англия) было зарегистрировано космическое радиоизлучение, исходящее от

точечных источников в виде строго следующих друг за другом четких импульсов (рис. 217). Длительность отдельного импульса у таких источников составляет от нескольких миллисекунд до нескольких десятых долей секунды. Резкость импульсов и необычайная правильность их повторений позволяют с очень большой точностью определить периоды пульсаций этих объектов,

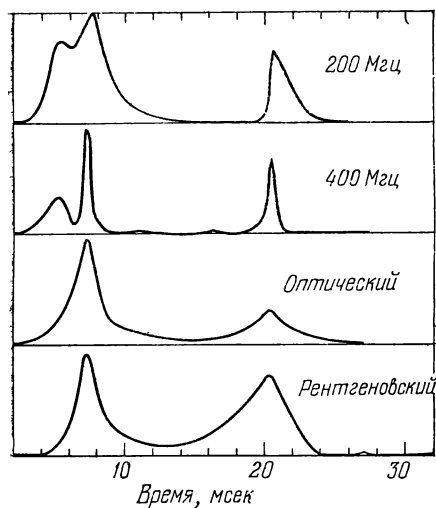


Рис. 217. Формы импульсов пульсара NP 0531 в центре Крабовидной туманности в разных спектральных диапазонах.

названных *пульсарами*. Период одного из пульсаров составляет 1,337301133 сек, в то время как у других периоды заключены в пределах от 0,03 до 4 сек. В настоящее время известно около 200 пульсаров. Все они дают сильно поляризованное радиоизлучение в широком диапазоне длин волн, интенсивность которого круто возрастает с ростом длины волны. Это означает, что излучение имеет нетепловую природу. Удалось определить расстояния до многих пульсаров, оказавшиеся в пределах от сотен до тысяч парсеков. Таким образом, это сравнительно близкие объекты, заведомо принадлежащие нашей Галактике.

Наиболее замечательный пульсар, который принято обозначать номером NP 0531, в точности совпадает с одной из звездочек в центре Крабовидной туманности. Специальные наблюдения показали, что оптическое излучение этой звезды также меняется с тем же периодом (см. рис. 217). В импульсе звезда достигает 13^m , а между импульсами она не видна (рис. 218). Такие же пульсации у этого источника испытывает и рентгеновское излучение, мощность которого в 100 раз превышает мощность оптического излучения.

Совпадение одного из пульсаров с центром такого необычного образования, как Крабовидная туманность, наводит на мысль о том, что они являются как раз теми объектами, в которые после вспышек превращаются сверхновые звезды. Согласно современным представлениям, вспышка сверхновой звезды связана с выделением огромного количества энергии при ее переходе в сверхплотное состояние, после того как в ней исчерпаны все возможные ядерные источники энергии.

Для достаточно массивных звезд наиболее устойчивым состоянием оказывается слияние протонов и электронов в нейтроны и образование так называемой *нейтронной звезды*. Если вспышки сверхновых звезд действительно завершаются образованием таких объектов, то весьма возможно, что пульсары — нейтронные звезды. В этом случае при массе порядка $2M_{\odot}$ они должны иметь радиусы около 10 км. При сжатии до таких размеров плотность вещества становится выше ядерной, а вращение звезды в силу закона сохранения момента количества движения ускоряется до нескольких десятков оборотов в секунду. По-видимому, промежуток времени между последовательными импульсами равен периоду вращения нейтронной звезды. Тогда пульсация объясняется наличием неоднородностей, своеобразных горячих пятен, на поверхности этих звезд. Здесь уместно говорить о «поверхности», так как при столь высоких плотностях вещество по своим свойствам ближе к твердому телу.

У некоторых пульсаров обнаружено медленное увеличение периодов (с удвоением за 10^3 — 10^7 лет), по-видимому, вызванное тормозящим влиянием магнитного поля, связанного с пульсаром, в результате чего вращательная энергия переходит в излучение.

Наряду с этим наблюдались внезапные уменьшения периодов, возможно, отражающие резкую перестройку поверхности звезды, временами происходящую по мере ее остывания.

Нейтронные звезды могут служить источниками энергичных частиц, все время поступающих в связанные с ними туманности, подобные Крабовидной.

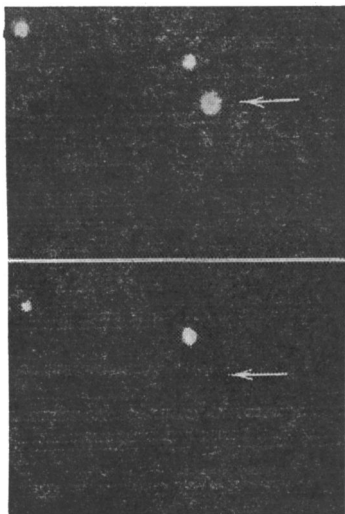


Рис. 218. Пульсар NP 0531 (место пульсара отмечено стрелкой). Верхний снимок — пульсар виден, нижний снимок — пульсар не виден.

§ 160. Рентгеновские источники излучения

В 1962 г. наблюдениями с высотных ракет был обнаружен первый (после Солнца) космический источник рентгеновского излучения, который и по сей день остается самым замечательным и загадочным объектом такого типа. Вскоре обнаружили и другие рентгеновские источники, которые стали называть по

имени созвездия, в котором они находятся, с добавлением латинской буквы X (X-лучи) и номера. Так, упомянутый первый источник получил название «Скорпион X-1».

В настоящее время, главным образом благодаря запущенному в 1970 г. специализированному спутнику «Ухуру», на котором был установлен рентгеновский телескоп, регистрировавший фотоны с энергиями от 2 до 20 *кэв*, известно уже около 200 источников рентгеновского излучения. Примерно половина их оказалась связанной с другими галактиками и мы скажем о них в гл. XIII. Около 100 источников принадлежит нашей звездной системе. Об одном из них мы уже упоминали: он является рентгеновским пульсаром, совпадающим с радиопулсаром в Крабовидной туманности. Несколько других рентгеновских источников также отождествлено с молодыми радиопулсарами. Около десятка источников связано с туманностями — остатками вспышек сверхновых звезд (см. § 159). В этом случае причиной свечения является тепловое излучение газа, нагретого до температуры в несколько миллионов градусов.

Основная часть остальных галактических источников рентгеновского излучения принадлежит к особому классу объектов звездной природы, которые часто называют рентгеновскими звездами. Наиболее замечательным типичным их представителем является упоминавшийся источник Скорпион X-1. Из постоянного излучающих он оказался самым ярким: в диапазоне 1—10 А поток излучения от него в среднем составляет $3 \cdot 10^{-7}$ *эрг/см²*, т. е. столько же, сколько в оптической области дает звезда 7^{*m*}. Рентгеновская светимость его достигает 10^{37} *эрг/сек*, что в тысячи раз больше болометрической светимости Солнца.

Важной особенностью рентгеновских звезд является переменность их излучения. У источника Скорпион X-1, отождествленного с переменной звездой 12—13^{*m*}, вариации потока рентгеновского и оптического излучений никак не связаны друг с другом. В течение нескольких дней оба могут испытывать флуктуации в пределах 20%, после чего наступает активная фаза — вспышки, длящиеся по нескольку часов, во время которых потоки меняются в 2—3 раза. При этом существенное изменение уровня излучения порой наблюдается за промежутки времени порядка 10^{-3} *сек*, так что размеры источника не могут превосходить 0,001 световой секунды (определяемой по аналогии со световым годом), т. е. 300 *км*.

Это говорит о том, что источниками рентгеновского излучения должны быть необычайно компактные объекты, возможно, типа нейтронных звезд, как в случае пульсаров, с которыми отождествляются некоторые рентгеновские звезды.

У ряда рентгеновских звезд, например, у Геркулеса X-1 и Центавра X-3, обнаружена строгая периодичность вариаций по-

тока рентгеновского излучения, доказывающая, что источник является компонентом двойной системы. Свыше десятка источников отождествлены со звездами, переменность которых указывает на их принадлежность к тесным двойным системам (см. § 157). Следовательно, рентгеновские звезды, — скорее всего, тесные двойные системы, в которых один из компонентов — оптическая звезда, а другой — компактный объект, находящийся в завершающей стадии своей эволюции. Чаще всего предполагают, что это нейтронная звезда, хотя в некоторых случаях не исключена возможность белого карлика или даже черной дыры (см. § 152).

Причиной возникновения мощного рентгеновского излучения должно быть падение на компактный объект (например, нейтронную звезду) облаков и струй газов, перетекающих из оптического компонента тесной двойной системы. В случае чрезвычайной компактности нейтронной звезды скорость падения газов в этом процессе, называемом аккрецией, может достигать 100 000 км/сек, т. е. трети скорости света! При падении на нейтронную звезду кинетическая энергия газов будет превращаться в рентгеновское излучение. Важную роль при этом играют сильные магнитные поля нейтронной звезды.

Новоподобные источники рентгеновского излучения. Помимо постоянно наблюдаемых источников рентгеновского излучения ежегодно обнаруживается до десятка вспыхивающих объектов, по характеру явления напоминающих новые звезды (см. § 159). Светимость таких новоподобных источников рентгеновского излучения быстро возрастает за несколько дней. В течение 1—2 месяцев они могут оказаться самыми яркими участками на «рентгеновском» небе, порой в несколько раз превосходящими по потоку излучения ярчайший постоянный источник Скорпион X-1. Некоторые из них во время вспышек оказываются рентгеновскими пульсарами, отличающимися очень длинными периодами (до 7 минут). Природа этих объектов, а также возможная их связь с новыми звездами пока не известны.

§ 161. Объекты, принадлежащие нашей Галактике

В ясную безлунную ночь, вдали от городских огней, звездное небо представляет собой очень красивое зрелище. Через все небо тянется широкая светлая полоса *Млечного Пути*, которая при рассмотрении в телескоп оказывается скоплением огромного количества звезд и ярких туманностей. Все эти звезды (более 100 миллиардов) образуют гигантскую звездную систему — *Галактику*. Яркие звезды, наблюдаемые невооруженным глазом — просто наиболее близкие к нам объекты Галактики.

Многие звезды образуют группы, называемые *звездными скоплениями*. Хорошо известны такие близкие к нам звездные скопления, как Плеяды, Гиады, шаровое скопление в Геркулесе.

Помимо звезд и звездных скоплений в Галактике имеется большое количество разреженного газа с примесью небольших твердых частичек — пылинок. В некоторых областях Млечного Пути плотность этого вещества сильно возрастает, и оно образует множество *диффузных газово-пылевых туманностей*. Вблизи горячих звезд они светятся (*светлые туманности*), а вдали от них — остаются темными и выделяются на фоне ярких участков Млечного Пути благодаря вызываемому ими поглощению света (*темные пылевые туманности*).

В Галактике имеется большое количество элементарных частиц, обладающих огромными энергиями и движущихся со скоростями, близкими к скорости света, — *космические лучи*. Наконец большую роль в Галактике играют магнитные и гравитационные поля и электромагнитное излучение.

Солнечная система находится внутри Галактики, но далеко от ее центра. Многие области Галактики удалены от нас на огромные расстояния, вплоть до 25 тыс. *пс*. Если учесть при этом, что в области Млечного Пути диффузная среда не позволяет наблюдать оптическими методами области дальше 3 килопарсеков (*кпс*), то станет очевидным, почему так трудно изучать строение Галактики и мы не можем сразу представить себе ее общего вида.

В следующей главе мы рассмотрим ряд других подобных объектов (*внегалактических туманностей* или просто *галактик*).

Они, как и наша звездная система, состоят из огромного числа отдельных звезд и небольшого количества ($1-2\%$ по массе)



Рис. 219. Туманность Андромеды.

пыли и газа. Изучая эти внегалактические туманности, можно себе представить, как должна выглядеть со стороны и наша Галактика. На рис. 219 изображена одна из самых известных и близких к нам галактик — туманность Андромеды, во многом напоминающая нашу звездную систему.

§ 162. Определение расстояний до звезд

Чтобы перейти от видимого положения звезд на небе к действительному их распределению в пространстве, необходимо знать расстояния до них.

Непосредственным методом определения расстояний до звезд является измерение их годовых параллаксов (см. § 63—65). Однако этим способом параллаксы могут быть найдены только для ближайших звезд. Действительно, предельные углы, которые удастся измерить астрометрическими методами, составляют около $0'',01$.

Следовательно, если параллакс звезды в результате наблюдений оказался равным $\pi = 0'',02 \pm 0'',01$, то расстояние до нее по формуле

$$r = \frac{1}{\pi''} \text{ пс}$$

получится в пределах от 30 до 100 пс, соответствующих возможным ошибкам в определении параллакса. Отсюда видно, что расстояния до сравнительно близких объектов, удаленных от нас не более, чем на несколько парсеков, определяются более или менее надежно. Так, например, расстояние до одной из ближайших звезд (α Центавра), равное 1,33 пс, известно с ошибкой, меньшей 2%. Однако для звезд, удаленных больше чем на 100 пс, ошибка в определении расстояния больше самого расстояния и метод тригонометрических параллаксов оказывается непригодным. В лучшем случае он позволяет сделать вывод, что расстояние превышает несколько сотен парсеков. Всего в настоящее время тригонометрические параллаксы измерены не более чем для 6000 звезд.

Расстояния до звезд могут быть найдены в тех случаях, когда каким-нибудь образом известны их светимости, так как разность между видимой и абсолютной звездными величинами равна модулю расстояния, который входит в формулу (11.6)

$$\lg r = 1 + 0,2(m - M).$$

Наиболее надежно модуль расстояния удастся найти для звезд, принадлежащих скоплениям, о чем будет сказано в § 164. Однако при этом необходимо учитывать, что получаемые из наблюдений видимые звездные величины, как правило, бывают искажены влиянием межзвездного поглощения света, о котором речь будет идти в § 167.

Особенности спектров, лежащие в основе разделения звезд по классам светимости, могут быть использованы для определения абсолютных звездных величин, а следовательно, и расстояний (метод *спектральных параллаксов*).

Важный метод определения параллаксов совокупности звезд основан на изучении их собственных движений (см. § 91). Суть этого метода основана на том факте, что чем дальше находятся звезды, тем меньше видимые перемещения, вызываемые их действительными движениями в пространстве. Определенные таким путем параллаксы называются *средними*.

Для определения расстояния до группы звезд удается применить наиболее точный метод, основанный на том обстоятельстве, что, как и в случае метеоров (§ 142), общая точка пересечения направлений видимых индивидуальных движений, которые вследствие перспективы кажутся различными, а на самом деле в пространстве одинаковы, указывает истинное направление скорости общего движения — апекс. При известной лучевой скорости V_r хотя бы одной из звезд имеется возможность вычислить годичный параллакс всего скопления, называемый *групповым параллаксом*, по формуле

$$\pi = \frac{4,74\mu}{V_r \operatorname{tg} q},$$

где μ — собственное движение (§ 91), а q — угол между направлением на данную звезду и апекс. С учетом соотношения (3.4) эту формулу легко вывести.

§ 163. Распределение звезд в Галактике

Знание расстояний до звезд позволяет подойти к изучению их распределения в пространстве, а следовательно, и структуры Галактики. Для того чтобы охарактеризовать количество звезд в различных частях Галактики, вводят понятие *звездной плотности*, аналогичное понятию концентрации молекул. Звездной плотностью называется количество звезд, находящихся в единице объема пространства. За единицу объема обычно принимают 1 кубический парсек.

Проще всего звездную плотность найти в непосредственной окрестности Солнца, так как для всех близких к нам звезд известны надежные значения тригонометрических параллаксов.

Результаты подсчетов показывают, что в окрестностях Солнца звездная плотность составляет около 0,12 звезды на кубический парсек, иными словами, на каждую звезду в среднем приходится объем свыше 8 pc^3 ; среднее же расстояние между звездами — около 2 pc .

Чтобы узнать, как меняется звездная плотность в различных направлениях, подсчитывают число звезд на единице площади (например, на 1 квадратном градусе) в различных участках неба.

Первое, что бросается в глаза при таких подсчетах, необычайно сильное увеличение концентрации звезд по мере приближения к полосе Млечного Пути, средняя линия которого образует на небе большой круг. Наоборот, по мере приближения к полюсу этого круга концентрация звезд быстро уменьшается. Этот факт уже в конце XVIII в. позволил В. Гершелю сделать правильный вывод о том, что наша звездная система имеет сплюсненную форму, причем Солнце должно находиться недалеко от плоскости симметрии этого образования.

Второй важный вывод можно сделать, если производить подсчет не сразу всех звезд, а последовательно до каждого значения видимой звездной величины m , т. е. сначала найти число звезд, у которых видимая звездная величина $m \leq k$, затем число звезд N_{k+1} с $m \leq k + 1$ и т. д. Тогда обнаруживается, что с увеличением видимой звездной величины число звезд N_m возрастает в геометрической прогрессии. Если бы звездная плотность не менялась с расстоянием и все звезды имели бы одинаковую светимость, то это увеличение числа слабых звезд было бы простым следствием увеличения геометрических размеров областей, которые с больших расстояний проектируются на одну и ту же область неба. Действительно, все звезды с видимой звездной величиной, меньшей или равной m , проектирующиеся на некоторую область неба, находятся внутри шарового сектора, радиус которого определяется по формуле (11.6)

$$\lg r_m = 1 + 0,2(m - M),$$

так как мы предположили, что абсолютная звездная величина M всех звезд одинакова. Аналогичное выражение получится для радиуса шарового сектора, в котором находятся все звезды с видимой звездной величиной, не превышающей $m + 1$. Вычитая их друг из друга, получим

$$\lg \frac{r_{m+1}}{r_m} = 0,2.$$

При постоянной звездной плотности количества звезд должны быть пропорциональны объему пространства, т. е. кубу радиуса. Поэтому

$$\lg \frac{N_{m+1}}{N_m} = 0,6 \quad (12.1)$$

или

$$\frac{N_{m+1}}{N_m} \approx 4. \quad (12.2)$$

Однако из наблюдений следует, что в действительности количество звезд возрастает с увеличением m не так быстро, а

именно, для небольших значений m отношение N_{m+1}/N_m близко к 3, а с увеличением m оно уменьшается, и для звезд 17^m равно, примерно, 2.

Если бы светимости всех звезд были одинаковыми, то по наблюдаемому отношению N_{m+1}/N_m легко было бы определить изменение звездной плотности по мере удаления от Солнца. Действительно, при $N_{m+1}/N_m = 4$, с увеличением расстояния в 1,6 раза (что соответствует переходу от звездной величины m к $m+1$) звездная плотность была бы постоянна, а при $N_{m+1}/N_m = 3$ она убывала бы в отношении 3:4. Наблюдаемое отношение N_{m+1}/N_m говорит о том, что по мере удаления от Солнца в каждом данном направлении звездная плотность убывает. Если в этом направлении межзвездное поглощение света, о котором мы будем говорить в § 167, несущественно, то можно оценить протяженность нашей звездной системы в этом направлении. В результате оказывается, что Галактика ограничена.

Описанный принцип лежит в основе решения значительно более сложной задачи, учитывающей, что в действительности звезды имеют различные светимости, а наблюдения сильно искажены межзвездным поглощением света. Чтобы охарактеризовать, сколько в данной области пространства содержится звезд различных светимостей, вводят *функцию светимости* $\varphi(M)$, которая показывает, какая доля от общего числа звезд имеет данное значение абсолютной звездной величины, скажем, от M до $M+1$.

Если бы функция светимости нам была известна, то, несмотря на большую математическую сложность, задача определения звездной плотности на различных расстояниях принципиально ничем не отличалась бы от рассмотренного случая одинаковых светимостей звезд.

На практике в звездной астрономии приходится иметь дело с еще большими трудностями и на основании результатов подсчетов звезд находить как функцию светимости, так и зависимость звездной плотности от расстояния в данном направлении.

Зная звездную плотность на разных расстояниях и в различных направлениях, можно составить представление о структуре Галактики.

На рис. 220 представлена схема общей структуры Галактики. Из него видно, что она действительно является сплюснутой системой, симметричной относительно главной плоскости, называемой плоскостью Галактики. Большой круг, по которому она пересекается с небесной сферой, называется *галактическим экватором*. Он почти совпадает со средней линией Млечного Пути. Центр этой системы — *центр Галактики* — при наблюдении из Солнечной системы проектируется в созвездие Стрельца, в точку с координатами $\alpha = 265^\circ$ и $\delta = -29^\circ$. По направлению

к центру Галактики, а также по мере приближения к ее плоскости звездная плотность возрастает.

Таким образом, распределение звезд в Галактике имеет две ярко выраженные тенденции: во-первых, очень сильно концентрироваться к галактической плоскости; во-вторых, концентрироваться к центру Галактики. Последняя тенденция усиливается по мере приближения к центральной части Галактики, называемой *центральным сгущением Галактики* или *ядром*.

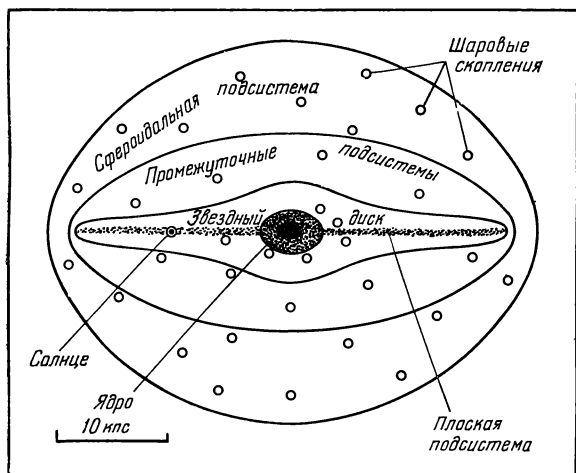


Рис. 220 Схема строения Галактики.

Определяя расстояния, на которых происходит существенное падение звездной плотности, получаем представления о размерах Галактики и о том месте, где примерно находится Солнце. Установлено, что Солнце удалено от центра Галактики на расстояние около 10 000 *пс* (10 *кпс*), а ее граница в направлении на антицентр находится на расстоянии 5000 *пс* от Солнца. Таким образом, диаметр Галактики составляет около $2 (10\,000 + 5000) = 30\,000$ *пс* или 30 *кпс*. Точнее указать размеры Галактики нельзя, поскольку по мере удаления от ее центра звездная плотность убывает постепенно и не существует резкой границы.

Солнце расположено близ плоскости Галактики и удалено от нее к северу на расстояние около 25 *пс*.

Следующим шагом в изучении Галактики является применение метода подсчета к объектам различного типа с целью найти их распределение в Галактике.

Большинство галактических объектов занимает пространство в пределах тонкого плоского слоя. К ним относятся звезды

ранних спектральных классов О и В, цефеиды, не принадлежащие шаровым скоплениям, сверхновые звезды второго типа, рассеянные звездные скопления, звездные ассоциации (см. § 164) и темные (пылевые) туманности. О всех этих объектах говорят, что они образуют *плоскую подсистему* (или *составляющую*) Галактики (см. рис. 220). К ней концентрируется большинство звезд, образующих звездный диск. Как правило, это все молодые объекты.

Однако если из всей Галактики выделить некоторые другие объекты, например, звезды типа RR Лиры, W Девы и μ Цефея, сверхновые первого типа, субкарлики и шаровые звездные скопления (см. § 164), то окажется, что все они занимают объем эллипсоида, для которого галактическая плоскость является диаметральной сечением. Поэтому перечисленные объекты принято относить к *сфероидальной* (иногда говорят *сферической*) подсистеме Галактики. Объекты сфероидальной составляющей имеют ярко выраженную тенденцию концентрироваться к центру Галактики.

Наконец остальные объекты, например, новые звезды, звезды типа RV Тельца, долгопериодические переменные, белые карлики, звезды спектральных классов С и S, а также планетарные туманности располагаются в пределах более или менее сплюснутых эллипсоидов. Их выделяют в промежуточные подсистемы, так как предельными случаями эллипсоидов их распределения служат обе предыдущие составляющие.

Объекты, принадлежащие всем этим подсистемам, различаются также своими кинематическими характеристиками, т. е. средними значениями индивидуальных скоростей. Подобно тому как в более горячей атмосфере газ поднимается на большую высоту, так и в Галактике быстрее движущиеся объекты занимают объем менее сплюснутого эллипсоида.

В заключение важно отметить, что некоторые объекты (например, горячие звезды классов О и В) встречаются не всюду в плоскости Галактики, но преимущественно на определенных расстояниях от ее центра, образуя спиральную структуру, подобную структуре туманности Андромеды. Спиральное строение нашей Галактики подтверждается также результатами изучения распределения в ней диффузного вещества и магнитного поля.

§ 164. Звездные скопления

Звездными скоплениями называются группы динамически связанных между собою звезд, содержащие большое количество объектов и отличающиеся своим видом и звездным составом. По внешнему виду звездные скопления делятся на две группы: *рассеянные скопления*, содержащие несколько десятков и сотен

звезд, и *шаровые скопления*, состоящие из десятков и сотен тысяч звезд.

Рассеянные звездные скопления встречаются вблизи галактической плоскости. Всего известно более 800 таких объектов в радиусе нескольких килопарсеков от Солнца. Более далекие рассеянные скопления труднее обнаружить. Учитывая, какую долю объема Галактики занимает область, содержащая известные

рассеянные скопления, можно оценить, что всего в нашей звездной системе должно быть несколько десятков тысяч рассеянных звездных скоплений. Наиболее известны рассеянное звездное скопление Плеяды (см. рис. 110), удаленное от нас на расстояние 130 *пс*, и Гиады, которое находится в сорока парсеках от нас.

Чтобы отделить звезды, принадлежащие скоплению, от звезд поля, случайно проектирующихся в ту же область неба, можно построить диаграмму спектр — светимость. Для скоплений обычно строят диаграмму цвет — видимая звездная величина, откладывая по осям показатель цвета (вместо спектрального класса) и видимую звездную величину, ко-

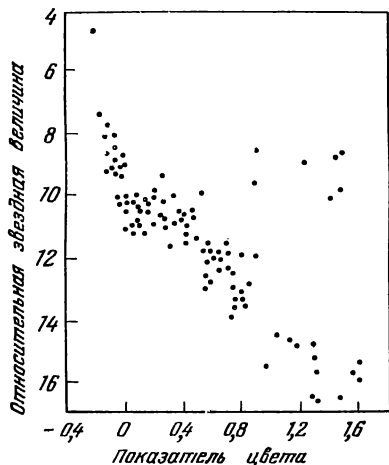


Рис. 221. Диаграмма цвет — светимость для рассеянного скопления NGC 2254.

которая одинаково для всех звезд скопления отличается от абсолютной.

На диаграмме Герцшпрунга — Рассела для рассеянных скоплений, как правило, хорошо заметна главная последовательность. Ветвь гигантов в большинстве случаев отсутствует или почти отсутствует (рис. 221). Поскольку все звезды скопления практически находятся на одинаковом расстоянии, его диаграмма цвет — видимая звездная величина отличается от обычной сдвигом по вертикальной оси на величину модуля расстояния, а из-за влияния межзвездного поглощения света, о котором будет сказано в § 167, и по горизонтальной оси. Ясно, что звезды, не попадающие на «свои» места на диаграмме, могут не принадлежать скоплению. Проверить принадлежность этих звезд скоплению можно, изучив собственные движения и лучевые скорости, которые для звезд скопления должны быть примерно одинаковыми. Выделив звезды, принадлежащие скоплению, и найдя нормальное положение главной последователь-

ности, получим модуль расстояния, а следовательно, и само расстояние до звездного скопления.

Коль скоро расстояние до звездного скопления установлено, легко вычислить его линейные размеры, которые для большинства рассеянных скоплений в среднем составляют от 2 до 20 *пс*.

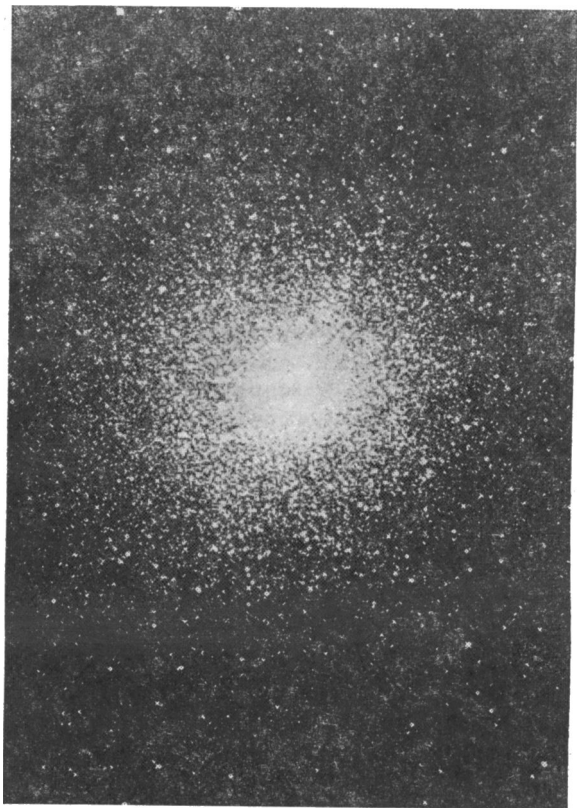


Рис. 222. Шаровое звездное скопление в созвездии Геркулеса.

В отличие от рассеянных, шаровые звездные скопления сильно выделяются на окружающем фоне благодаря значительно большему числу входящих в них звезд и четкой своей сферической или эллиптической форме, обусловленной сильной концентрацией звезд к центру (рис. 222). В среднем диаметры шаровых скоплений составляют около 40 *пс*. Вследствие своей большой светимости шаровые скопления видны на больших расстояниях в нашей Галактике. Поэтому наблюдаемое их число

(более 100) близко к общему числу этих объектов в Галактике. Шаровые скопления обнаружены также и в ближайших к нам других галактиках (например, в Магеллановых Облаках, туманности Андромеды). Пространственное распределение шаровых

скоплений показывает, что, в отличие от рассеянных скоплений, они образуют сферическую подсистему и сильно концентрируются к центру Галактики.

Диаграмма цвет — видимая звездная величина для звезд шаровых звездных скоплений имеет особый вид (рис. 223). На ней обычно четко выделяется характерная для шаровых скоплений горизонтальная ветвь, ветвь гигантов, соединяющаяся с главной последовательностью, и сама главная последовательность, начинающаяся в области меньших светимостей, чем на обычной диаграмме Герцшпрунга — Рессе-ла. В шаровых скоплениях часто наблюдается значительное количество переменных звезд, особен-

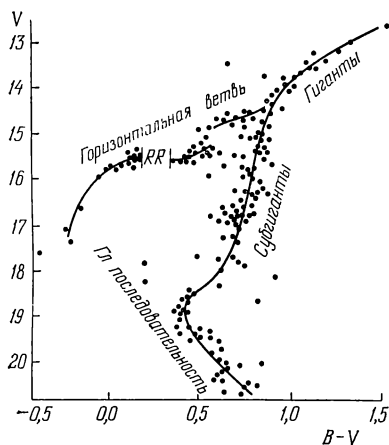


Рис 223 Диаграмма цвет — видимая звездная величина для шарового скопления М 3.

но типа RR Лиры, которые позволяют определить расстояния до этих объектов.

В 1947 г. В. А. Амбарцумян и его сотрудниками были обнаружены особые группы звезд, названные *звездными ассоциациями*. В них входят звезды определенного типа, а их звездная плотность заметно больше средней звездной плотности звезд того же типа в Галактике.

Известны два типа ассоциаций. Первый — *О-ассоциации* — содержит звезды ранних спектральных классов от О до В2. Их размеры составляют десятки и сотни парсеков, т. е. во много раз превышают размеры рассеянных звездных скоплений. Ассоциации второго типа состоят из звезд типа Т Тельца и поэтому называются *Т-ассоциациями*.

§ 165. Пространственные скорости звезд и движение Солнечной системы

Если известно собственное движение звезды μ в секундах дуги за год (см. § 91) и расстояние до нее r в парсеках, то нетрудно вычислить проекцию пространственной скорости звезды на картинную плоскость. Эта проекция называется *тангенциаль-*

ной скоростью V_t и вычисляется по формуле

$$V_t = \frac{\mu'' r}{206\,265''} \text{ пс/год} = 4,74 \mu'' \text{ км/сек.} \quad (12.3)$$

Чтобы найти пространственную скорость V звезды, необходимо знать ее лучевую скорость V_r , которая определяется по доплеровскому смещению линий в спектре звезды (§ 107). Поскольку V_r и V_t взаимно перпендикулярны, пространственная скорость звезды равна

$$V = \sqrt{V_t^2 + V_r^2}. \quad (12.4)$$

Знание собственных движений и лучевых скоростей звезд позволяет судить о движениях звезд относительно Солнца, которое вместе с окружающими его планетами также движется в пространстве. Поэтому наблюдаемые движения звезд складываются из двух частей, из которых одна является следствием движения Солнца, а другая — индивидуальным движением звезды.

Чтобы судить о движениях звезд, следует найти скорость движения Солнца и исключить ее из наблюдаемых скоростей движения звезд.

Определим величину и направление скорости Солнца в пространстве. Та точка на небесной сфере, к которой направлен вектор скорости Солнца, называется солнечным *апексом*, а противоположная ей точка — *антиапексом*. Чтобы пояснить принцип, на основании которого находят положение солнечного апекса, предположим, что все звезды, кроме Солнца, неподвижны. В этом случае наблюдаемые собственные движения и лучевые скорости звезд будут вызваны только перемещением Солнца, происходящим со скоростью V_\odot (рис. 224). Рассмотрим какую-нибудь звезду S , направление на которую составляет угол q с вектором V_\odot . Поскольку мы предположили, что все звезды неподвижны, то кажущееся относительно Солнца движение звезды S должно иметь скорость, равную по величине и противоположную по направлению скорости Солнца, т. е. — V_\odot . Эта кажущаяся скорость имеет две составляющие: одну — вдоль луча зрения, соответствующую лучевой скорости звезды

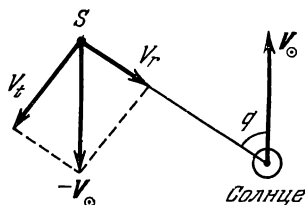


Рис. 224. Кажущееся движение звезды к антиапексу, вызванное движением Солнца.

$$V_r = -V_\odot \cos q, \quad (12.5)$$

и другую, — лежащую в картинной плоскости, соответствующую собственному движению звезды,

$$V_t = -V_{\odot} \sin q. \quad (12.6)$$

Учитывая зависимость величины этих проекций от угла q , получим, что вследствие движения Солнца в пространстве лучевые скорости всех звезд, находящихся в направлении движения Солнца, должны казаться меньше действительных на величину V_{\odot} . У звезд, находящихся в противоположном направлении, наоборот, скорости должны казаться больше на ту же величину. Лучевые скорости звезд, находящихся в направлении, перпендикулярном к направлению движения Солнца, не изменяются. Зато у них будут собственные движения, направленные к антиапексу и по величине равные углу, под которым с расстояния звезды виден вектор V_{\odot} . По мере приближения к апексу и антиапексу величина этого собственного движения уменьшается пропорционально $\sin q$, вплоть до нуля.

В целом создается впечатление, что все звезды как бы убегают в направлении к антиапексу.

Таким образом, в случае, когда движется только Солнце, величину и направление скорости его движения можно найти двумя способами: 1) измерив лучевые скорости звезд, находящихся в разных направлениях, найти то направление, где лучевая скорость имеет наибольшее отрицательное значение; в этом направлении и находится апекс; скорость движения Солнца в направлении апекса равна найденной максимальной лучевой скорости; 2) измерив собственные движения звезд, найти на небесной сфере общую точку, к которой все они направлены: противоположная ей точка будет апексом; для определения величины скорости Солнца надо сначала перевести угловое перемещение в линейную скорость, для чего необходимо выбрать звезду с известным расстоянием, а затем найти V_{\odot} по формуле (12.6).

Если теперь допустить, что не только Солнце, но и все другие звезды имеют индивидуальные движения, то задача усложнится. Однако, рассматривая в данной области неба большое количество звезд, можно считать, что в среднем индивидуальные их движения должны скомпенсировать друг друга. Поэтому средние значения собственных движений и лучевых скоростей для большого числа звезд должны обнаруживать те же закономерности, что и отдельные звезды в только что рассмотренном случае движения одного только Солнца.

Описанным методом установлено, что апекс Солнечной системы находится в созвездии Геркулеса и имеет прямое восхождение $\alpha = 270^\circ$ и склонение $\delta = +30^\circ$. В этом направлении Солнце движется со скоростью около 20 км/сек.

§ 166. Вращение Галактики

Обычно апекс движения Солнца определяют по наиболее близким звездам, так как далекие объекты могут обладать каким-нибудь общим движением. Если имеется такое общее движение, то при осреднении лучевых скоростей и собственных движений даже по большому числу звезд в некоторой области неба индивидуальные скорости не компенсируют друг друга, так как будут обладать составляющей, равной общей скорости всей группы звезд.

Рассмотрим Солнце S вместе с окружающими его далекими звездами (рис. 225, *а*). Предположим, что вся эта группа звезд имеет какое-то общее движение. Если бы все участвующие в нем звезды двигались с одинаковой скоростью, то никакими способами не удалось бы обнаружить этого движения. Теперь предположим, что движение в рассматриваемой области происходит так, что линейные скорости звезд постепенно возрастают в определенном направлении, скажем, слева направо, как это показано стрелками на рис. 225, *а*. Такое распределение скоростей возникает, если, например, вся рассматриваемая область совершает вращение вокруг точки, расположенной далеко вправо.

Теперь рассмотрим, какие лучевые скорости должны иметь звезды, если их наблюдать в различных направлениях из точки S (рис. 225, *б*). Очевидно, что при наблюдении вправо и влево от точки S лучевые скорости окажутся равными нулю, так как вдоль этих направлений вообще нет относительных движений. То же самое будет иметь место и в перпендикулярном направлении по другой причине: вдоль направления вектора скорости Солнца скорость всех звезд одинакова, и потому относительная лучевая скорость равна нулю.

Во всех других направлениях будут наблюдаться лучевые скорости, причем наибольшей величины они достигают в направлениях, составляющих угол 45° с только что рассмотренными. Кроме того, наблюдаемые лучевые скорости будут тем больше, чем более далекие рассматриваются объекты. Измерения лучевых скоростей далеких звезд позволяют обнаружить

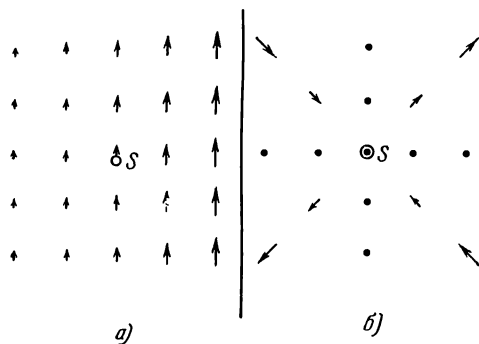


Рис. 225. Пространственные (*а*) и лучевые (*б*) скорости звезд в окрестности Солнца.

плавное их изменение (рис. 226), в точности согласующееся с описанной картиной, причем нулевые значения лучевых скоростей наблюдаются как раз в направлениях на центр и антицентр Галактики и под углами 90° к ним. Отсюда следует, что все звезды вместе с Солнцем

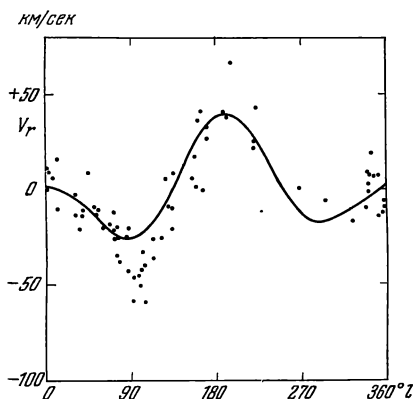


Рис. 226. Изменение лучевых скоростей звезд вдоль галактического экватора.

движутся перпендикулярно к направлению на центр Галактики. Это движение является следствием общего вращения Галактики, скорость которого меняется с расстоянием от ее центра (*дифференциальное вращение*).

Это вращение имеет следующие особенности:

1. Вращение происходит по часовой стрелке, если смотреть на Галактику со стороны северного ее полюса, находящегося в созвездии Волос Вероники.

2. Угловая скорость вращения убывает по мере удаления от центра. Однако это убывание несколько медленнее, чем

центра Галактики происходило по законам Кеплера.

3. Линейная скорость вращения сначала возрастает по мере удаления от центра. Затем примерно на расстоянии Солнца она достигает наибольшего значения около 240 км/сек, после чего очень медленно убывает.

4. Солнце и звезды в его окрестности совершают полный оборот вокруг центра Галактики примерно за 200 миллионов лет. Этот промежуток времени называется *галактическим годом*.

§ 167. Межзвездная пыль

На фотографиях звездного неба, особенно в областях Млечного Пути, можно заметить сильную неоднородность распределения звезд, вызванную наличием темной непрозрачной материи.

Замечательными примерами объектов такого типа являются темные туманности, известные под названием «Конской Головы» (рис. 227) и «Угольного Мешка» (последняя расположена рядом с двумя самыми яркими звездами созвездия Южного Креста). Видимый угловой диаметр области неба, занимаемой «Угольным Мешком», больше 3° . Этот объект очень близок к

нам и находится на расстоянии около 150 *пс*. Следовательно, истинные его размеры — около 8 *пс*. Из-за контраста с окружающими яркими областями Млечного Пути туманность кажется черным пятном. В телескоп видны в ней слабые звезды, число которых примерно в три раза меньше количества звезд в соседних областях того же размера. Это значит, что «Угольный



Рис. 227. Пылевая туманность «Конская голова» в созвездии Ориона.

Мешок» поглощает свет далеких звезд, уменьшая общее количество света примерно в три раза. Такое поглощение соответствует оптической толщине

$$\tau = \ln 3 \approx 1,1,$$

или ослаблению света, выраженному в звездных величинах

$$\Delta m = 1,08\tau \approx 1^m,2. \quad (12.7)$$

Множество облаков, подобных «Угольному Мешку», образуют широкую темную полосу вдоль средней линии Млечного Пути, начинающуюся от созвездия Лебедя и тянущуюся через созвездия Орла, Змеи, Стрельца и Скорпиона. Это — знаменитая Большая развилка Млечного Пути. Особенно большое количество темных облаков наблюдается в области центрального

сгущения нашей Галактики, в созвездии Стрельца (стр. 228), вследствие чего этот крайне интересный объект Галактики особенно трудно наблюдать. Наличие в межзвездном пространстве

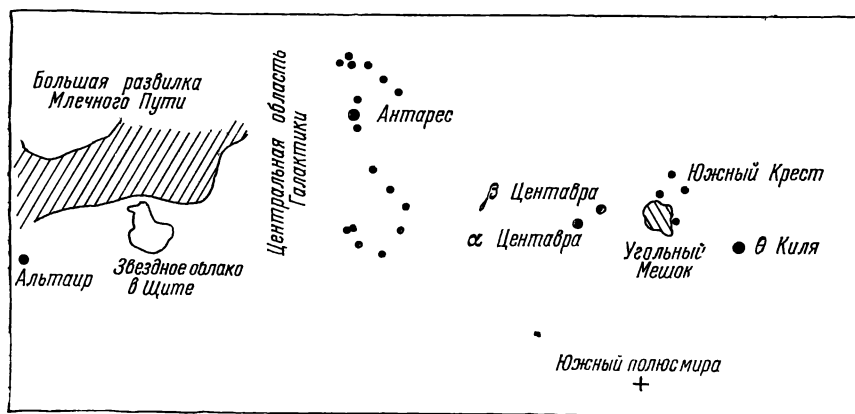
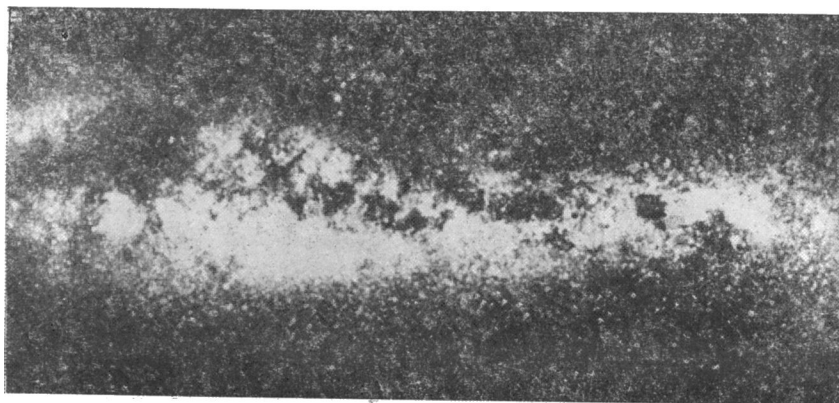


Рис. 228. Млечный Путь в направлении на центр Галактики: вверх — фотография, внизу — схема расположения отдельных объектов.

вещества, поглощающего свет, подтверждается еще одним явлением, называемым *межзвездным покраснением света*. Оно состоит в том, что спектральный состав излучения многих звезд, особенно далеких, оказывается не таким, как у звезд того же спектрального класса, например в окрестности Солнца. Разница заключается в недостатке излучения в синей части спектра, который приводит к кажущемуся его покраснению. В результате для многих звезд, особенно вблизи Млечного Пути, нарушается

установленная в § 149 зависимость между показателем цвета и спектральным классом.

Для количественной характеристики этого явления вводится понятие *избытка цвета* CE или E (color excess); так называется разность между наблюдаемым показателем цвета данного объекта и показателем цвета, соответствующим его спектральному классу.

Изменение спектрального состава излучения вызывается тем же самым веществом, которое вызывает поглощение света. Последнее оказывается более сильным для синих лучей и менее сильным для красных.

Количественные измерения этого поглощения, выполненные в различных участках спектра, показывают, что в видимой области величина поглощения обратно пропорциональна длине волны излучения. Такое ослабление испытывает свет при прохождении через среду, состоящую из мелких твердых частиц (пылинок), если их диаметр порядка длины световой волны и в среднем составляет

$$2r = 0,8 \text{ мк},$$

а поперечное сечение

$$\pi r^2 \approx 5 \cdot 10^{-9} \text{ см}^2.$$

В условиях межзвездной среды твердые частицы, похожие на кристаллы льда, могут образовываться в результате конденсации молекул, подобно частицам дыма, возникающим из газобразных продуктов горения. Молекулярные соединения, существование которых следует из спектральных наблюдений, играют важную роль в межзвездной среде. Подробнее они будут рассмотрены в следующем параграфе.

Плотность ρ образующихся таким путем пылинок должна быть немногим менее плотности льда, так что можно считать $\rho \approx 0,5 \text{ г/см}^3$. Учитывая приведенные выше размеры, получим, что масса отдельной частицы межзвездной пыли должна составлять

$$m = \frac{4}{3} \pi r^3 \rho \approx 10^{-13} \text{ г}.$$

Оказывается, что поглощение лучей определенного цвета, выраженное в звездных величинах (обозначим его через Δm), пропорционально избытку цвета, т. е.

$$\Delta m = \gamma \cdot CE. \quad (12.8)$$

Коэффициент пропорциональности γ оказывается близким к 4, если поглощение измерять в фотографических звездных величинах, и около 3, если его оценивать в визуальных звездных величинах. Если бы межзвездного поглощения света не было,

звезды казались бы «ярче» и вместо наблюдаемой звездной величины m мы наблюдали бы

$$m' = m - \Delta m = m - \gamma \cdot CE. \quad (12.9)$$

В среднем для звезд в окрестности Солнца, находящихся на расстоянии в 1000 pc , избыток цвета около $0^m,5$. Согласно формуле (12.9) это означает, что видимое излучение этих звезд ослаблено примерно на

$$\Delta m = 1^m,5,$$

т. е. раза в четыре. Следовательно, оптическая толщина слоя межзвездной среды в 1 kpc в среднем составляет

$$\tau_{1\ kpc} = \frac{\Delta m}{1,08} \approx \frac{1,5}{1,08} \approx 1,4.$$

Обращаем внимание на то, что эта величина получается в среднем на основании измерений поглощения в различных направлениях. В отдельных местах поглощение может быть как меньше, так и значительно больше этой величины. Например, как мы видели, почти такое же ослабление света (на $1^m,2$) дает только одна туманность «Угольный Мешок», имеющая размер 8 pc . Отсюда следует, что в ней вещества примерно столько же, сколько и в среднем в межзвездном пространстве на протяжении 1000 pc , т. е. плотность поглощающего вещества в 100 с лишним раз больше.

Оценим теперь количество отдельных пылинок, вызывающих межзвездное поглощение света. Предположим, что поглощающее действие частиц сводится к простому экранированию ими проходящего излучения. Тогда, учитывая физический смысл оптической толщины τ , получим, что при $\tau_{1kpc} = 1,4$ поперечники всех частиц в столбе длиной 1000 pc и сечением 1 cm^2 в сумме составляют 1,7 cm^2 . Поскольку поперечник каждой частицы в среднем равен $5 \cdot 10^{-9}$ cm^2 , всего в этом столбе находится

$$N = \frac{1,4}{5 \cdot 10^{-9}} \approx 3 \cdot 10^8 \text{ частиц.}$$

Объем этого столба

$$V = 10^3 \text{ } pc \cdot 1 \text{ } cm^2 = 3 \cdot 10^{21} \text{ } cm^3.$$

Поэтому на каждую частицу приходится объем

$$v = \frac{V}{N} = \frac{3 \cdot 10^{21}}{3 \cdot 10^8} = 10^{13} \text{ } cm^3,$$

т. е. куб со стороной более 200 m . Обратная величина дает концентрацию пылинок

$$n = \frac{N}{V} = 10^{-13} \text{ частиц}/cm^3.$$

На самом деле частицы размером 10^{-4} — 10^{-5} см поглощают видимые лучи сильнее, чем экранчики таких же размеров. Поэтому полученный результат завышен примерно в два раза.

Даже такое ничтожное содержание крошечных пылинки в межзвездном пространстве заставляет внести важную поправку в метод определения расстояний путем сравнения видимой и абсолютной звездных величин. Действительно, чтобы получить верное значение r , в формулу (11.6) следует подставить не m , а m' , в результате чего получим

$$\lg r = 1 + 0,2(m - M - \gamma \cdot CE). \quad (12.10)$$

Если, например, избыток цвета в фотографических лучах достигает целой звездной величины, то без учета межзвездного поглощения расстояние окажется завышенным в 8 раз!

Для выяснения физической природы поглощающей материи мы воспользовались средним значением величины селективного поглощения света на единицу длины в окрестности Солнца. Теперь рассмотрим, как меняется в различных направлениях полное поглощение, т. е. какова величина и форма всего поглощающего слоя.

Наиболее сильное поглощение — вблизи плоскости Галактики. Здесь оно очень велико (особенно в направлении на центр Галактики) и меняется в больших пределах. По мере удаления от плоскости Млечного Пути общая величина межзвездного поглощения быстро падает за счет уменьшения толщины поглощающего слоя, расположенного на луче зрения. Уменьшение это оказывается примерно пропорциональным косинусу угла b между плоскостью Галактики и лучом зрения. В направлении, перпендикулярном к плоскости Галактики (полюс Галактики), полное поглощение видимого света (т. е. не на 1 *кпс*, а на всем протяжении слоя) составляет около $0^m,4$.

Пропорциональность поглощения величине $\cos b$ означает, что поглощающий слой — плоский. Аналогичную зависимость мы получали при определении оптической толщины земной атмосферы, предполагая ее слои плоскопараллельными (§ 118). Приведенная только что величина поглощения в направлении, перпендикулярном к этой плоскости ($0^m,4$), составляет 1/4 от среднего значения поглощения Δm на 1 *кпс*. Поэтому, предполагая пылевой слой однородным, получим, что его толщина составляет всего лишь около

$$\frac{1000}{4} = 250 \text{ пс.}$$

Таким образом, пыль относится к плоской подсистеме Галактики, распределяясь в пределах диска толщиной в не-

сколько сотен парсеков. Внешний вид пылевых туманностей позволяет считать, что распределение пыли в этом диске должно иметь клочковатый характер.

В некоторых случаях удается видеть часть пылевой туманности, освещенную какой-либо близко находящейся яркой, но не слишком горячей звездой. Поперечник освещенной области обычно меньше 1 *пс*. Но и в пределах таких небольших объемов распределение пылевой материи оказывается очень неравномерным. Часто наблюдаются изогнутые тонкие волокна, обращенные выпуклостью в сторону от освещающей звезды, которую обычно легко удастся найти, пользуясь тем обстоятельством, что спектры звезды и туманности очень похожи. Последнее подтверждает, что свечение вызывается пылинками, отражающими излучение звезды, почему эти светлые туманности и называются *отражающими*. Множество таких облаков (по 8—10 на каждые 1000 *пс*) часто встречается в спиральных рукавах Галактики (см. § 168) вместе с газовыми туманностями, образуя так называемые *газово-пылевые комплексы*.

Исследования изменения поглощения с расстоянием в каком-либо определенном направлении показывают, что пыль сосредоточена в отдельных облаках, каждое из которых в среднем имеет размер 5—10 *пс* и поглощает процентов 20 проходящего через него света. Это соответствует ослаблению на $0^m,25$, что равняется в шесть раз меньше среднего ослабления света в окрестностях Солнца, рассчитанного на 1 *кпс*. Поэтому в отдельном облаке на луче зрения столько же вещества, сколько в среднем приходится на $\frac{1000}{6} = 170$ *пс*. При размерах облаков 5—10 *пс* это означает, что плотность пыли в отдельных облаках должна превышать среднюю в несколько десятков раз (как мы видели, в «Угольном Мешке» даже в 100 раз).

Еще большей величины она достигает в маленьких (размером несколько десятых долей парсека) плотных образованиях, называемых *глобулами* и часто наблюдаемых в виде темных круглых деталей на фоне светлых туманностей.

Концентрация пыли в них в десятки и сотни раз больше, чем даже в самых плотных пылевых облаках. Мы видим, что плотность отдельных областей межзвездной среды сильно меняется, причем, как правило, она тем больше, чем меньше ее размеры. Поэтому возможно, что сжатие межзвездных облаков в плотные туманности в конечном счете приводит к образованию звезд.

Однако значительно более важную роль, чем пыль, в этом процессе играет газ, также присутствующий в диффузной межзвездной среде. Количество межзвездного газа в среднем в 100 раз больше, чем пыли.

§ 168. Межзвездный газ

Газовые туманности. Самая известная газовая туманность — в созвездии Ориона (рис. 229), протяженностью свыше 6 пс, заметная в безлунную ночь даже невооруженным глазом. Не менее красивы туманности Омега, Лагуна и Трехраздельная в созвездии Стрельца, Северная Америка и Пеликан в Лебеде,



Рис. 229. Газовая туманность в созвездии Ориона.

туманности в Плеядах, вблизи звезды η Киля, Розетка в созвездии Единорога и многие другие. Всего насчитывают около 400 таких объектов. Естественно, что полное их число в Галактике значительно больше, но мы их не видим из-за сильного межзвездного поглощения света.

В спектрах газовых туманностей имеются яркие эмиссионные линии, что доказывает газовую природу их свечения. У наиболее ярких туманностей прослеживается и слабый непрерывный спектр.

Как правило, сильнее всех выделяются водородные линии H_α и H_β и знаменитые небулярные линии с длинами волн 5007 и 4950 Å, возникающие при запрещенных переходах дважды ионизованного кислорода O III. До того, как эти линии удалось отождествить, предполагалось, что их излучает гипотетический элемент небулий. Интенсивны также две близкие запрещенные линии однократно ионизованного кислорода O II с длинами волн около 3727 Å, линии азота и ряда других элементов.

Внутри газовой туманности или непосредственно вблизи от нее почти всегда можно найти горячую звезду спектрального класса О или В0, являющуюся причиной свечения всей туманности. Эти горячие звезды обладают очень мощным ультрафиолетовым излучением, ионизирующим и заставляющим светиться окружающий газ точно так же, как это имеет место в планетарных туманностях (см. § 152).

Поглощенная атомом туманности энергия ультрафиолетового кванта звезды большей частью идет на ионизацию атома. Остаток энергии расходуется на придание скорости свободному электрону, т. е. в конечном счете превращается в тепло. В ионизованном газе должны также происходить и обратные процессы рекомбинации с возвращением электрона в связанное состояние. Однако чаще всего это реализуется через промежуточные энергетические уровни, так что в итоге вместо первоначально поглощенного жесткого ультрафиолетового кванта атомы туманности излучают несколько менее энергичных квантов видимых лучей (этот процесс называется флуоресценцией). Таким образом, в туманности происходит как бы «дробление» ультрафиолетовых квантов звезды и переработка их в излучение, соответствующее спектральным линиям видимого спектра.

Излучение в линиях водорода, ионизованного кислорода и азота, приводящее к охлаждению газа, уравнивает поступление тепла через ионизацию. В итоге температура туманности устанавливается на некотором определенном уровне порядка 10^4 °К, что можно проверить по тепловому радиоизлучению газа.

Количество квантов, излучаемых в какой-либо спектральной линии, в конечном счете пропорционально числу рекомбинаций, т. е. количеству столкновений электронов с ионами. В сильно ионизованном газе концентрация и тех и других одинакова, т. е. $n_i \approx n_e$. Поскольку согласно (7.18) частота столкновений одной частицы пропорциональна n , общее число столкновений всех ионов с электронами в единице объема пропорционально произведению $n_i n_e$, т. е. n_e^2 . Следовательно, общее число квантов, излучаемых туманностью, или ее яркость на небе — пропорциональна n_e^2 , просуммированному вдоль луча зрения. Для однородной туманности протяженностью L это дает $n_e^2 L$. Произведение $n_e^2 L$ называется *мерой эмиссии* и является важнейшей характеристикой газовой туманности: ее значение легко получить из непосредственных наблюдений яркости туманности. Вместе с тем мера эмиссии связана с основным физическим параметром туманности — плотностью газа.

Таким образом, измеряя меру эмиссии газовых туманностей, можно оценить концентрацию частиц n_e , которая оказы-

вается порядка $10^2\text{--}10^3\text{ см}^{-3}$ и даже больше для самых ярких из них.

Как видно, концентрация частиц в газовых туманностях в миллионы раз меньше, чем в солнечной короне, и в миллиарды раз меньше, чем могут обеспечить лучшие современные вакуумные насосы.

Необычайно сильная разреженность газа объясняет появление в его спектре запрещенных линий, сравнимых по своей интенсивности с разрешенными. В обычном газе возбужденные атомы не успевают излучить запрещенную линию потому, что гораздо раньше, чем это произойдет, они столкнутся с другими частицами (в первую очередь электронами) и отдадут им свою энергию возбуждения без излучения кванта. В газовых туманностях при температуре $10^4\text{ }^\circ\text{К}$ средняя тепловая скорость электронов достигает 500 км/сек и время между столкновениями, вычисленное по формуле (7.17) при концентрации $n_e = 10^2\text{ см}^{-3}$, оказывается $2 \cdot 10^6\text{ сек}$, т. е. немногим меньше месяца, что в миллионы раз превышает «время жизни» атома в возбужденном состоянии для большинства запрещенных переходов.

Зоны Н I и Н II. Как мы только что видели, горячие звезды на больших расстояниях вокруг себя ионизируют газ. Поскольку в основном это водород, ионизируют его главным образом лаймановские кванты с длиной волны короче 912 \AA . Но в большом количестве их могут дать только звезды спектральных классов О и В0, у которых эффективные температуры $T_{\text{эфф}} \geq 3 \cdot 10^4\text{ }^\circ\text{К}$ и максимум излучения расположен в ультрафиолетовой части спектра. Расчеты показывают, что эти звезды способны ионизовать газ с концентрацией 1 атом в 1 см^3 до расстояний нескольких десятков парсеков. Ионизованный газ прозрачен к ультрафиолетовому излучению, нейтральный, наоборот, жадно его поглощает. В результате окружающая горячую звезду область ионизации (в однородной среде это шар!) имеет очень резкую границу, дальше которой газ остается нейтральным. Таким образом, газ в межзвездной среде может быть либо полностью ионизован, либо нейтрален. Первые области называются зоны Н II, вторые — зоны Н I. Горячих звезд сравнительно мало, а потому газовые туманности составляют ничтожную долю (около 5%) всей межзвездной среды.

Нагрев областей Н I происходит за счет ионизирующего действия космических лучей, рентгеновских квантов и суммарного фотонного излучения звезд. При этом в первую очередь ионизируются атомы углерода. Излучение ионизованного углерода является основным механизмом охлаждения газа в зонах Н I. В результате должно установиться равновесие между потерей энергии и ее поступлением, которое имеет место при двух температурных режимах, осуществляющихся в зависимости от зна-

чения плотности. Первый из них, когда температура устанавливается в несколько сотен градусов, реализуется в газово-пылевых облаках, где плотность относительно велика, второй — в пространстве между ними, в котором разреженный газ нагревается до нескольких тысяч градусов. Области с промежуточными значениями плотности оказываются неустойчивыми и первоначально однородный газ неизбежно должен разделиться на две фазы — сравнительно плотные облака и окружающую их весьма разреженную среду. Таким образом, тепловая неустойчивость является важнейшей причиной «клочковатой» и облачной структуры межзвездной среды.

Межзвездные линии поглощения. Существование холодного газа в пространстве между звездами было доказано в самом начале XX в. немецким астрономом Гартманом, изучившим спектры двойных звезд, в которых спектральные линии, как отмечалось в § 157, должны испытывать периодические смещения.

Гартман обнаружил в спектрах некоторых звезд (особенно удаленных и горячих) стационарные (т. е. не изменявшие своей длины волны) линии H и K ионизованного кальция. Помимо того, что их длины волн не менялись, как у всех остальных линий, они отличались еще своей меньшей шириной. Вместе с тем, у достаточно горячих звезд линии H и K вообще отсутствуют. Все это говорит о том, что стационарные линии возникают не в атмосфере звезды, а обусловлены поглощением газа в пространстве между звездами. Впоследствии обнаружились межзвездные линии поглощения и других атомов: нейтрального кальция, натрия, калия, железа, титана, а также некоторых молекулярных соединений. Однако наиболее полным спектроскопическое исследование холодного межзвездного газа стало возможным благодаря внеатмосферным наблюдениям межзвездных линий поглощения в далекой ультрафиолетовой части спектра, где сосредоточены резонансные линии важнейших химических элементов, в которых, очевидно, сильнее всего должен поглощать «холодный» газ.

В частности, наблюдались резонансные линии водорода (L_{α}), углерода, азота, кислорода, магния, кремния и других атомов. По интенсивностям резонансных линий можно получить наиболее надежные данные о химическом составе. Оказалось, что состав межзвездного газа в общем близок к стандартному химическому составу звезд, хотя некоторые тяжелые элементы содержатся в нем в меньшем количестве.

Исследование межзвездных линий поглощения с большой дисперсией позволяет заметить, что чаще всего они распадаются на несколько отдельных узких компонентов с различными доплеровскими смещениями, соответствующими в сред-

нем лучевым скоростям ± 10 км/сек. Это означает, что в зонах H I газ сконцентрирован в отдельных облаках, размеры и расположение которых в точности соответствуют пылевым облакам, рассмотренным в конце предыдущего параграфа. Отличия лишь в том, что газа по массе в среднем раз в 100 больше. Следовательно, газ и пыль в межзвездной среде концентрируются в одних и тех же местах, хотя относительная их плотность может сильно меняться при переходе от одной области к другой.

Наряду с отдельными облаками, состоящими из ионизованного или нейтрального газа, в Галактике наблюдаются значительно большие по своим размерам, массе и плотности области холодного межзвездного вещества, называемые *газово-пылевыми комплексами*. Самым близким к нам из них является известный комплекс в Орионе, включающий в себя наряду с многими замечательными объектами знаменитую туманность Ориона. В таких областях, отличающихся сложной и весьма неоднородной структурой, происходит исключительно важный для космогонии процесс звездообразования.

Монохроматическое излучение нейтрального водорода. Межзвездные линии поглощения в какой-то степени дают лишь косвенный способ выяснить свойства областей H I. Во всяком случае, это может быть сделано только в направлении на горячие звезды. Наиболее полную картину распределения нейтрального водорода в Галактике возможно составить только на основании собственного излучения водорода. К счастью, такая возможность имеется в радиоастрономии благодаря существованию спектральной линии излучения нейтрального водорода на волне 21 см.

Общее количество атомов водорода, излучающих линию 21 см, настолько велико, что лежащий в плоскости Галактики слой оказывается существенно непрозрачным к радиоизлучению 21 см на протяжении всего лишь 1 кпс. Поэтому если бы весь нейтральный водород, находящийся в Галактике, был неподвижен, мы не могли бы наблюдать его дальше расстояния, составляющего около 3% размеров Галактики. В действительности это имеет место, к счастью, только в направлениях на центр и антицентр Галактики, в которых, как мы видели в § 167, нет относительных движений вдоль луча зрения. Однако во всех остальных направлениях из-за галактического вращения имеется возрастающая с расстоянием разность лучевых скоростей различных объектов. Поэтому можно считать, что каждая область Галактики, характеризующаяся определенным значением лучевой скорости, вследствие доплеровского смещения излучает как бы «свою» линию с длиной волны не 21 см, а чуть больше или меньше, в зависимости от направления луче-

вой скорости. У объемов газа, расположенных ближе, это смещение иное, и потому они не препятствуют наблюдениям более

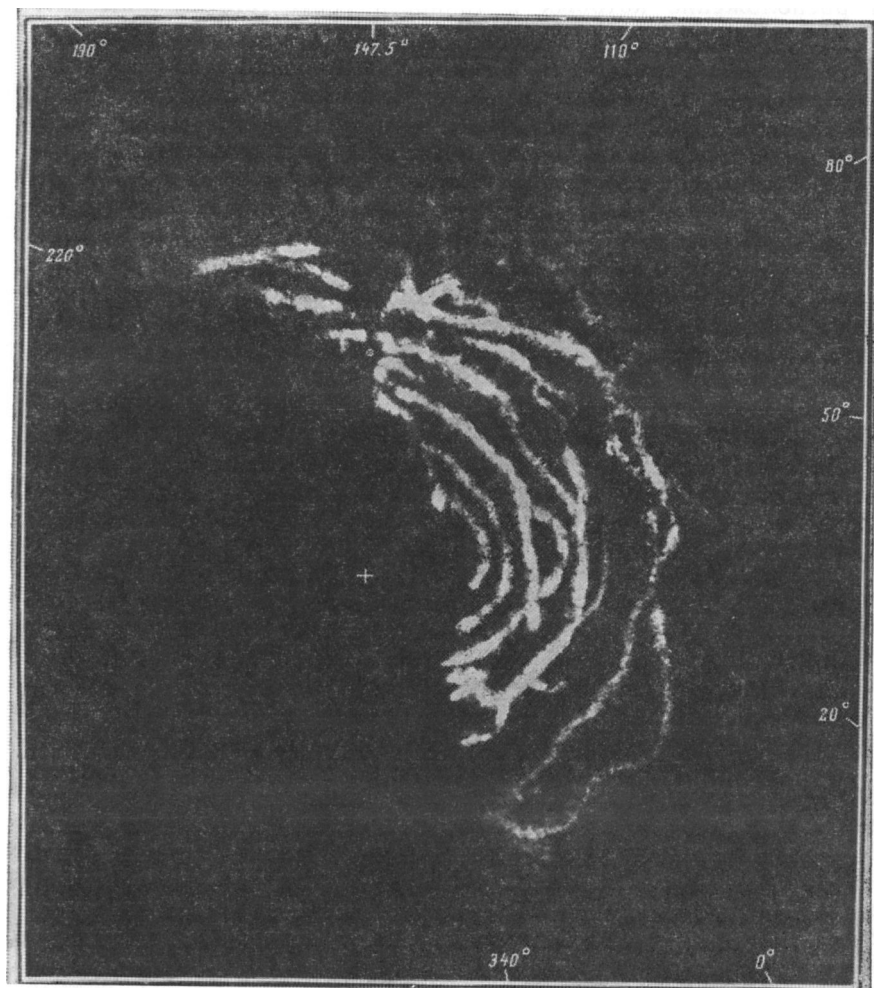


Рис. 230. Схема распределения облаков нейтрального водорода в Галактике по радионаблюдениям на волне 21 см.

далеких областей. Профиль каждой такой линии дает представление о плотности газа на расстоянии, соответствующем данной величине эффекта дифференциального вращения Галактики. На рис. 230 изображено полученное таким путем распределение нейтрального водорода в Галактике. Из рисунка видно, что

нейтральный водород распределен в Галактике неравномерно. Намечаются увеличения плотности на определенных расстояниях от центра, которые, по-видимому, являются элементами спиральной структуры Галактики, подтверждаемой распределением горячих звезд и диффузных туманностей.

На основании поляризации света, обнаруженной у далеких звезд, есть основания полагать, что вдоль спиральных рукавов направлены силовые линии основной части магнитного поля Галактики, о котором речь еще будет идти в связи с космическими лучами. Влиянием этого поля можно объяснить тот факт, что большинство как светлых, так и темных туманностей вытянуто вдоль спиральных ветвей, само возникновение которых должно быть как-то связано с магнитным полем.

Межзвездные молекулы. Некоторые межзвездные линии поглощения были отождествлены со спектрами молекул. Однако в оптическом диапазоне они представлены только соединениями CH , CH^+ и CN . Существенно новый этап в изучении межзвездной среды начался в 1963 г., когда в диапазоне длин волн 18 см удалось зарегистрировать радиолинии поглощения гидроксила, предсказанные еще в 1953 г. В начале 70-х годов в спектре радиоизлучения межзвездной среды были обнаружены линии еще нескольких десятков молекул, а в 1973 г. на специальном ИСЗ «Коперник» была сфотографирована резонансная линия межзвездной молекулы H_2 с длиной волны 1092 Å. Оказалось, что молекулярный водород составляет весьма заметную долю межзвездной среды. На основании молекулярных спектров проведен детальный анализ условий в «холодных» облаках HI , уточнены процессы, определяющие их тепловое равновесие, и получены данные о двух тепловых режимах, приведенные выше.

Детальное исследование спектров межзвездных молекулярных соединений CH , CH^+ , CN , H_2 , CO , OH , CS , SiO , SO и других позволило выявить существование нового элемента структуры межзвездной среды — *молекулярных облаков*, в которых сосредоточена значительная часть межзвездного вещества. Температура газа в таких облаках может составлять от 5 до 50°K, а концентрация молекул достигать нескольких тысяч молекул в 1 см^{-3} , а иногда и существенно больше.

Космические мазеры. В радиоспектре некоторых газопылевых облаков вместо линий поглощения гидроксила совершенно неожиданно обнаружились... линии излучения. Это излучение отличается рядом важных особенностей. Прежде всего, относительная интенсивность всех четырех радиолиний излучения гидроксила оказалась аномальной, т. е. не соответствующей температуре газа, а излучение в них очень сильно поляризованным (иногда до 100%). Сами линии чрезвычайно

узки. Это означает, что они не могут излучаться обычными атомами, совершающими тепловое движение. С другой стороны, оказалось, что источники гидроксильной эмиссии обладают настолько малыми размерами (десятки астрономических единиц!), что для получения наблюдаемого от них потока излучения необходимо приписать им чудовищную яркость — такую, как у тела, нагретого до температуры 10^{14} — 10^{15} °K! Ясно, что ни о каком тепловом механизме возникновения таких мощностей не может быть и речи.

Вскоре после обнаружения эмиссии ОН был открыт новый тип исключительно ярких «сверхкомпактных» источников, излучающих радиолинию водяных паров с длиной волны 1,35 см.

Вывод о необычайной компактности источников эмиссии ОН получается непосредственно из наблюдений их угловых размеров. Современные методы радиоастрономии позволяют определять угловые размеры точечных источников с разрешающей силой в тысячи раз лучшей, чем у оптических телескопов. Для этого используются синхронно работающие антенны (интерферометр), расположенные в различных частях земного шара (межконтинентальные интерферометры). С их помощью найдено, что угловые размеры многих компактных источников менее $3 \cdot 10^{-4}$ секунды дуги!

Важной особенностью излучения компактных источников является его переменность, особенно сильная в случае эмиссии H_2O . За несколько недель и даже дней профиль линий совсем меняется. Порой существенные вариации происходят за 5 минут, что возможно только в том случае, если размеры источников не превышают расстояния, которое свет проходит за это время (иначе флуктуации статистически будут компенсированы). Таким образом, размеры областей, излучающих линии H_2O , могут быть порядка 1 а. е.!

Как показывают наблюдения, в одной и той же области с размерами в несколько десятых долей парсека может находиться множество источников, часть из которых излучает только линии ОН, а часть — только линии H_2O .

Единственным известным пока в физике механизмом излучения, способным дать огромную мощность в пределах исключительно узкого интервала спектра, является когерентное (т. е. одинаковое по фазе и направлению) излучение квантовых генераторов, которые в оптическом диапазоне принято называть лазерами, а в радиодиапазоне — мазерами. Компактные источники эмиссии ОН и H_2O , скорее всего, гигантские естественные космические мазеры.

Имеются все основания полагать, что космические мазеры связаны с областями, где буквально на наших глазах происходит процесс звездообразования. Они чаще всего встречаются

в зонах Н II, где уже возникли молодые массивные и очень горячие звезды спектральных классов О и В. Во многих случаях они совпадают с весьма компактными, богатыми пылью, а потому весьма непрозрачными особыми зонами Н II, которые обнаруживаются только благодаря их тепловому радиоизлучению. Размеры этих зон порядка $0,1 \text{ пс}$, а плотность вещества в сотни раз больше, чем в обычных межзвездных облаках. Причиной их ионизации, очевидно, является ненаблюдаемая горячая звезда, окруженная плотным непрозрачным облаком. Иногда эти объекты наблюдаются в виде точечных источников инфракрасного излучения. Они заведомо должны быть исключительно молодыми образованиями с возрастом порядка десятков тысяч лет. За большее время окружающая только что возникшую горячую звезду плотная газово-пылевая среда должна расширяться под действием светового давления горячей звезды, которая тем самым окажется видимой. Такие звезды, окруженные расширяющейся плотной оболочкой, получили образное название «звёзды-коконы». В этих весьма специфичных, но тем не менее естественных условиях, по-видимому, и реализуется мазерный эффект.

§ 169. Космические лучи, галактическая корона и магнитное поле Галактики

Диффузная среда, которую мы рассмотрели в предыдущих параграфах, состоит главным образом из газа, образующего плоскую подсистему в Галактике. Возникает вопрос, какова природа межзвездной среды на больших расстояниях от плоскости Галактики? О том, что там может иметься газ, пусть даже очень разреженный, можно судить хотя бы на том основании, что сбрасывающие с себя газовые оболочки планетарные туманности встречаются на значительных расстояниях от галактической плоскости.

Наиболее важные результаты о природе межзвездной среды в этой области Галактики получаются на основании изучения *космических лучей*, представляющих собой весьма энергичные элементарные частицы и атомные ядра, движущиеся с огромными скоростями, близкими к скорости света. Энергии этих частиц поистине колоссальны (сотни миллиардов электрон-вольт!). Проходя через земную атмосферу, космические лучи сталкиваются с молекулами воздуха и порождают много новых энергичных частиц (вторичные космические лучи).

По химическому составу первичные космические лучи отличаются от вещества большинства звезд относительно большим содержанием некоторых элементов (табл. 13), особенно лития, бериллия и бора, которые практически отсутствуют в космосе,

ТАБЛИЦА 13

Содержание химических элементов в космических лучах
и в среднем во Вселенной (относительное число атомов)

	Космические лучи	Среднее во Вселенной
H	1000	
He	68	152
Li, Be, B	1,5	$1,5 \cdot 10^{-6}$
C, N, O, F	4,4	1,5
Остальные элементы (главным образом Ne, Fe, Mg, Si, S, Al, Ni, Ca)	1,9	0,15

так как легко «выгорают» в звездах из-за ядерных реакций. Содержание в космических лучах наиболее тяжелых элементов, таких как Ca, Fe, Ni, превышает среднее содержание их в космосе в несколько десятков раз.

Аномально высокое содержание лития, бериллия и бора в космических лучах объясняется расщеплением более тяжелых ядер из-за столкновений с ядрами атомов межзвездного газа (в основном с протонами и альфа-частицами). Эти столкновения увеличивают относительно количество легких ядер и уменьшают содержание тяжелых элементов (особенно железа). Для того чтобы в потоке космических лучей образовалось наблюдаемое количество Li, Be и B, необходимо, чтобы они прошли слой вещества, содержащий не менее 3 г/см^2 . Поскольку космические лучи обладают изотропией, в отличие от распределения горячих звезд и межзвездной среды, для оценки величины пройденного ими пути необходимо принять плотность межзвездной среды, усредненную по всему сферическому объему с диаметром, равным поперечнику диска Галактики. Такое среднее значение плотности составляет около 10^{-26} г/см^3 или 0,01 атома водорода в 1 см^3 .

Цилиндр сечением в 1 см^2 , заполненный газом такой плотности и содержащий 3 г вещества, имеет высоту

$$l = \frac{3 \text{ г/см}^2}{10^{-26} \text{ г/см}^3} = 3 \cdot 10^{26} \text{ см} = 3 \cdot 10^8 \text{ пс},$$

что в тысячи раз превышает размеры Галактики.

Как мы увидим в следующей главе, некоторые источники космических лучей могут находиться далеко за пределами Галактики. Однако мощность известных из них недостаточна для объяснения наблюдаемого количества космических лучей.

Следовательно, необходимо принять, что космические лучи проделывают огромный путь внутри нашей Галактики, постоян-

но меняя свое направление. Причиной, способной изменить направление траектории заряженной частицы, движущейся со скоростью, близкой к скорости света, является магнитное поле, которое, как нам уже известно, беспрепятственно позволяет двигаться заряженным частицам вдоль силовых линий, не пропуская их, однако, в поперечном направлении.

В общем случае движение заряженной частицы происходит по спирали вокруг силовых линий магнитного поля. Для типичной частицы космических лучей, движущейся в магнитном поле напряженностью 10^{-6} э, радиус витка такой спирали составляет около сотысячной доли парсека ($3 \cdot 10^{13}$ см), или две астрономические единицы, что ничтожно мало по сравнению с размерами Галактики.

Поскольку силовые линии магнитного поля Галактики должны замыкаться в ней, космическим лучам трудно уйти из Галактики. Для «удержания» космических лучей напряженность поля должна быть не менее 10^{-6} — 10^{-5} э.

Имеется еще одно свидетельство существования магнитного поля в Галактике, а именно поляризация света удаленных звезд. Точные измерения показали, что излучение многих звезд, наблюдаемых в больших областях на небе, одинаково поляризовано, причем плоскость поляризации плавно изменяет свое направление в пределах всей области. Характер и величина ($\sim 10\%$) поляризации говорят о том, что межзвездное поглощение, которое испытывает свет далеких звезд, вызывается удлинненными частицами (пылинками), одинаково ориентированными в больших областях Галактики. Естественно предположить, что подобной ориентирующей силой является магнитное поле.

Изотропия космических лучей, т. е. тот факт, что нельзя «видеть» испускающие их источники, свидетельствует о сильной «запутанности» силовых линий межзвездного магнитного поля, вследствие чего движение космических лучей в них сходно с явлением диффузии газов.

Среднее время, за которое одна частица проходит свой сложный путь от источника до Земли, получится, если найденное выше значение пути (10^{27} см) поделить на скорость, близкую к световой, т. е. $3 \cdot 10^{10}$ см/сек. Тогда получим, что это время порядка $3 \cdot 10^{16}$ сек, т. е. составляет миллиарды лет.

Зная время, в течение которого существуют наблюдаемые космические лучи, легко рассчитать необходимую мощность их источников.

Принимая концентрацию космических лучей 10^{-11} см $^{-3}$, а среднюю их энергию 10^{10} эв $\approx 10^{-2}$ эрг, получим, что плотность энергии космических лучей равна 10^{-11} см $^{-3} \cdot 10^{-2}$ эрг = 10^{-13} эрг/см 3 . Объем сферы с поперечником, равным диаметру

Галактики ($30 \text{ клс} = 10^{23} \text{ см}$), составляет $V = 5 \cdot 10^{68} \text{ см}^3$. Поэтому полная энергия космических лучей в Галактике порядка $10^{-13} \text{ эрг/см}^3 \cdot 5 \cdot 10^{68} \text{ см}^3 = 5 \cdot 10^{55} \text{ эрг}$. За время $3 \cdot 10^{16} \text{ сек}$ такое количество энергии возникает, если мощность источников равна

$$\frac{5 \cdot 10^{55} \text{ эрг}}{3 \cdot 10^{16} \text{ сек}} = 1,7 \cdot 10^{39} \text{ эрг/сек.}$$

В Галактике имеется лишь один источник сравнимой мощности — это сверхновые звезды. По-видимому, взрывы сверхновых приводят к образованию быстрых электронов и космических лучей, которые по мере рассасывания оболочки сверхновой вливаются в общий поток галактических космических лучей.

Космические лучи нагревают разреженный газ (вплоть до больших расстояний от плоскости Галактики) до температуры в несколько миллионов градусов, подобно тому как волны, возникающие в конвективной зоне на Солнце, нагревают солнечную хромосферу и корону (см. § 123). Этот горячий разреженный газ, образующий обширное гало (см. рис. 220), относится к сфероидальной подсистеме Галактики и называется галактической короной.

Существование релятивистских электронов с огромными скоростями и энергиями подтверждается радионаблюдениями. На метровых и более длинных волнах интенсивность космического радиоизлучения такая же, как если бы газ был нагрет до температуры в сотни тысяч и миллионы градусов. Это излучение распределено по небу не так, как радиоизлучение ионизованного водорода, которое, как мы видели, имеет тепловую природу и сильно возрастает по мере приближения к галактической плоскости. На метровых волнах радиоизлучение значительно медленнее ослабевает с удалением от Млечного Пути и несколько усиливается к галактическому центру. Это говорит о том, что на длинных волнах космическое радиоизлучение имеет иную природу.

Спектр этого радиоизлучения сильно похож на спектр некоторых дискретных источников, в частности, туманностей, образовавшихся в результате вспышек сверхновых звезд. Природа радиоизлучения последних рассматривалась в §159 и объяснялась излучением релятивистских электронов в магнитных полях. Как мы только что видели, частицы космических лучей совершают движение вокруг силовых линий магнитного поля Галактики и образуют в ней сферическую подсистему. Очевидно, что разреженный газ этой короны помимо космических лучей содержит и релятивистские электроны, небольшое количество ко-

торых, около 1%, было обнаружено в составе первичных космических лучей.

Излучение этих электронов, возникающее при их торможении в галактических магнитных полях, регистрируется радиотелескопами, принимающими длинные волны. В отличие от теплового излучения межзвездного газа, излучение галактической короны называется нетепловым. К нему следует отнести вызываемое теми же причинами излучение остатков вспышек сверхновых звезд.

§ 170. Общая структура Галактики

Итак, наша Галактика представляет собой огромное плоское образование с центральным утолщением, имеющее поперечник около 30 тыс. *пс* и состоящее из звезд, разреженного газа, космических лучей и пыли. Мы находимся почти в плоскости ее симметрии на расстоянии примерно $\frac{2}{3}$ радиуса от

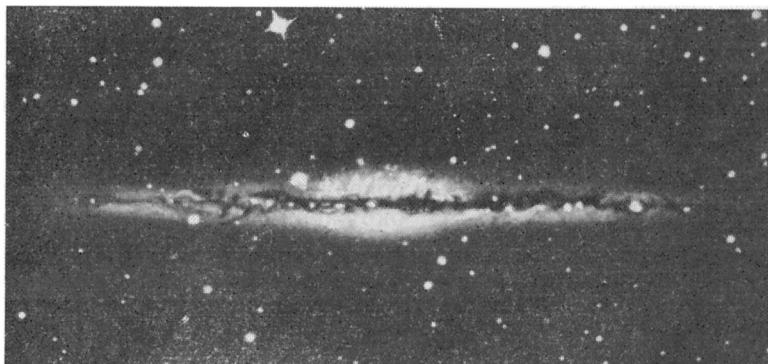


Рис. 231. Спиральная Галактика NGC 891, видимая с ребра.

центра. Теперь подведем итоги свойствам Галактики, рассмотренным в предыдущих параграфах, с целью получить более общие представления о ее структуре.

Нам уже приходилось упоминать о важнейших элементах структуры Галактики, которыми являются ее *центральное сгущение*, *спиральные рукава*, или *ветви*, и *диск*.

Центральное сгущение занимает внутреннюю область Галактики и большей частью скрыто от нас темной непрозрачной материей. Лучшее всего видна южная его половина в виде яркого звездного облака в созвездии Стрельца. В инфракрасных

лучах, значительно слабее поглощаемых межзвездной пылью, удастся наблюдать и вторую, северную его половину. Разделяющая их мощная полоса пылевой материи непрозрачна даже для инфракрасных лучей. Центральное сгущение занимает на небе область $28^\circ \times 18'$, что соответствует линейным размерам $4,8 \times 3,1$ кпс.

Млечный Путь в направлении на центр Галактики поразительно похож на спиральную звездную систему NGC 891, видимую с ребра (рис. 231). Учитывая размеры центрального сгущения, нашу Галактику можно отнести к спиральям промежуточного типа Sb (см. гл. XIII).

В центральном сгущении туманности Андромеды (см. § 161 и рис. 219) обнаружено огромное быстро вращающееся образование типа шарового скопления. По-видимому, подобный объект имеется и в центральном сгущении нашей Галактики, где инфракрасными приемниками излучения обнаружено эллиптическое образование размером около 10 пс. Скорее всего, это весьма компактное скопление, содержащее миллионы звезд, окруженное мощным облаком газовой-пылевой материи, сильно поглощающей ультрафиолетовое и видимое излучение и доступное

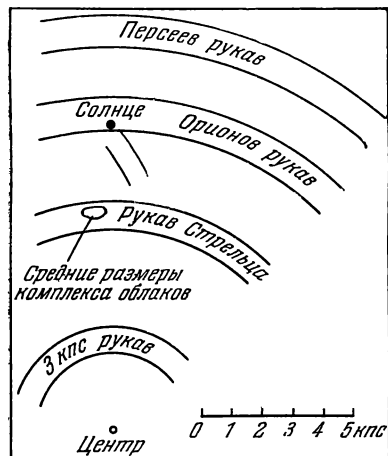


Рис. 232. Схема расположения спиральных ветвей Галактики в окрестности Солнца.

наблюдениям только в инфракрасной области спектра. Не исключено, что здесь мы имеем дело с объектом необычной и неизвестной еще природы.

На расстоянии 3 кпс от центра Галактики методами радионаблюдений обнаружен водородный рукав, расширяющийся в направлении от центра со скоростью около 50 км/сек. Дальше от центрального сгущения распределение межзвездного водорода, получаемое на основании радионаблюдений (см. рис. 230), оказывается весьма сложным и непохожим на спиральную структуру, выявляемую по распределению горячих звезд. В целом, нейтральный водород в Галактике образует широкое кольцо.

В той части Галактики, где находится Солнце, имеется несколько спиральных рукавов, вдоль которых располагаются скопления молодых звезд и облака межзвездного газа и пыли (рис. 232). Горячие звезды, которые наблюдаются в созвездии

Ориона, образуют так называемый Орионов рукав, на краю которого находится и наше Солнце. Выявлены еще два рукава — Персеев рукав (дальше от центра Галактики) и рукав Стрельца — ближе к центру.

Возможно, что эти рукава — различные ответвления от одной и той же спирали. Однако не исключено, что наша Галактика имеет несколько спиральных ветвей, связанных с центральным сгущением.

Описанные представления об общей структуре Галактики большей частью сложились в последние годы и во многом имеют предварительный характер. Предстоит еще выяснить многие важные проблемы структуры Галактики.

§ 171. Классификация галактик и их спектры

В темную безлунную ночь в созвездии Андромеды можно различить даже невооруженным глазом слабое туманное пятнышко, называемое туманностью Андромеды. На фотографиях, полученных при помощи телескопа, оно оказывается большой звездной системой, имеющей спиральную структуру и, как уже упоминалось, во многом сходной с нашей Галактикой (см. рис. 219). На южном небе значительно заметнее две другие ближайшие к нам звездные системы — Большое и Малое Магеллановы Облака (рис. 233 и 234). При помощи телескопов сфотографировано очень много подобных объектов. Их называют *внегалактическими туманностями* или *галактиками*.

Обычно галактики обозначаются сокращенным названием каталога и номера, под которым они в нем зарегистрированы. Например, туманность Андромеды в каталоге Мессье стоит под № 31, а в «Новом общем каталоге» Дрейера — под № 224 (см. § 93). Поэтому она обозначается М 31 или NGC 224.

Строение галактик изучают по их фотографиям. Несмотря на многообразие форм, основные элементы структуры галактик такие же, как и у нашей звездной системы. Большинство из них в центре имеет более яркое уплотнение — центральное сгущение, в то время как внешние части во многих случаях имеют спиральное строение, иногда едва заметное, а иногда и ярко выраженное. По внешнему виду галактики делятся на *эллиптические, спиральные, неправильные и пекулярные*.

Эллиптические галактики (Е) имеют форму эллипсоидов без резких границ (рис. 235). Яркость плавно увеличивается от периферии к центру, а внутренняя структура, как правило, отсутствует.

Спиральные галактики (S) — наиболее многочисленны. К ним принадлежит более половины наблюдаемых галактик. Типичными представителями являются наша Галактика и туманность Андромеды. В отличие от эллиптических галактик, в них наблюдается структура в виде характерных спиральных ветвей.

Различаются два типа спиралей. У одних, подобных нашей Галактике и обозначаемых SA или S, спиральные ветви выходят



Рис. 233. Большое Магелланово Облако.

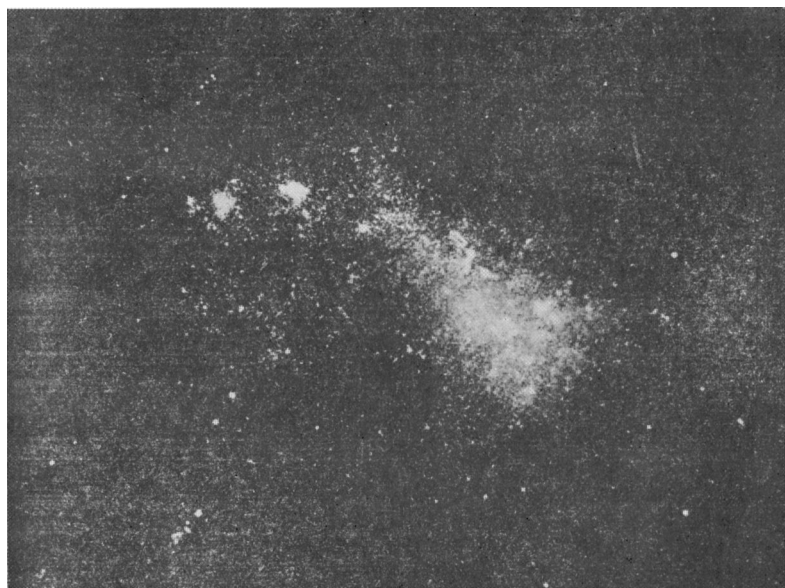


Рис. 234. Малое Магелланово Облако.

непосредственно из центрального уплотнения (рис. 236). У других (рис. 237) они начинаются у концов продолговатого



Рис. 235. Эллиптическая галактика NGC 205 — спутник туманности Андромеды.

образования, в центре которого находится овальное уплотнение. Создается впечатление, что две спиральные ветви соединены перемычкой, почему такие галактики и называются *пересеченными спиралями*; они обозначаются символом SB.

Спиральные галактики различаются степенью развитости своей спиральной структуры, что в классификации отмечается добавлением к символам S (или SA) и SB букв a, b, c. Например, обозначение Sa характеризует галактику с мало развитой или только намечающейся спиральной структурой. У систем Sb ветви уже хорошо заметны, как и у туманности Андромеды, а спирали Sc отличаются наличием клочковатых спиральных ветвей, отходящих от сравнительно небольшого центрального уплотнения. Как правило, чем сильнее развита спиральная структура, тем размеры центрального уплотнения оказываются меньшими.

Особенно хорошо спиральная структура может быть изучена, если плоскость, в которой расположена спираль, перпендикулярна лучу зрения (см. рис. 236). Когда же луч зрения лежит в этой плоскости, спиральная структура не видна, но хорошо заметно, что галактика является плоским образованием, напоминающим чечевицу с утолщением в центральной части (см. рис. 231). Вдоль средней линии такой чечевицы тянется полоса поглощающей свет материи, которая у спиралей, как и в нашей Галактике, сильно концентрируется к основной плоскости.

Спиральные ветви галактик являются областями преимущественного звездообразования. Об этом свидетельствует наличие в них молодых горячих звезд, на больших расстояниях вокруг себя ионизирующих водород.

Неправильные галактики (I). Примером галактик этого типа являются Магеллановы Облака (см. рис. 233 и 234), хотя в одном из них были обнаружены следы спиральной структуры. Неправильные галактики характеризуются отсутствием центральных уплотнений и симметричной структуры, а также низкой светимостью и относительно высоким содержанием нейтрального водорода.

Пекулярные галактики. Так называются галактики, которые обладают теми или иными особенностями, не позволяющими отнести их ни к одному из перечисленных выше классов.

Спектры галактик. Внегалактические туманности имеют спектры с линиями поглощения, напоминающие спектры звезд, чаще всего спектральных классов A, F или G, на которые иногда накладываются эмиссионные линии, характерные для свечения газовых туманностей. Это доказывает, что внегалактические туманности представляют собой системы, состоящие из звезд и диффузной материи.

Неправильные галактики по спектру, как правило, напоминают звезды спектральных классов A и F, спиральные — F и G,

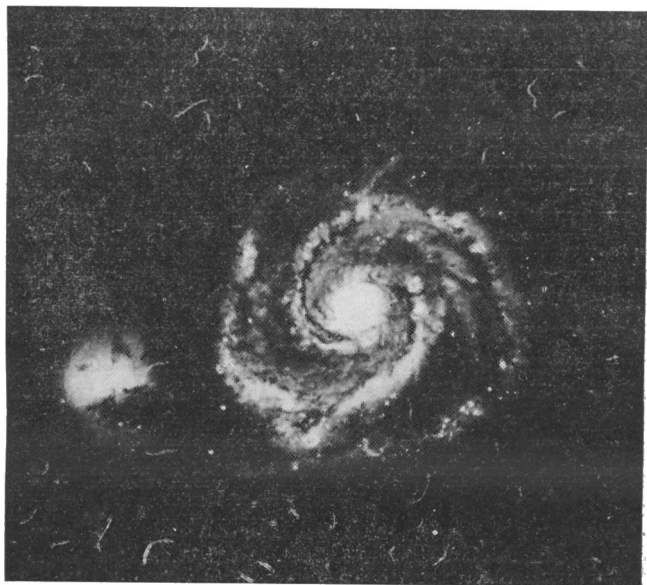


Рис. 236. Спиральная галактика М 51.

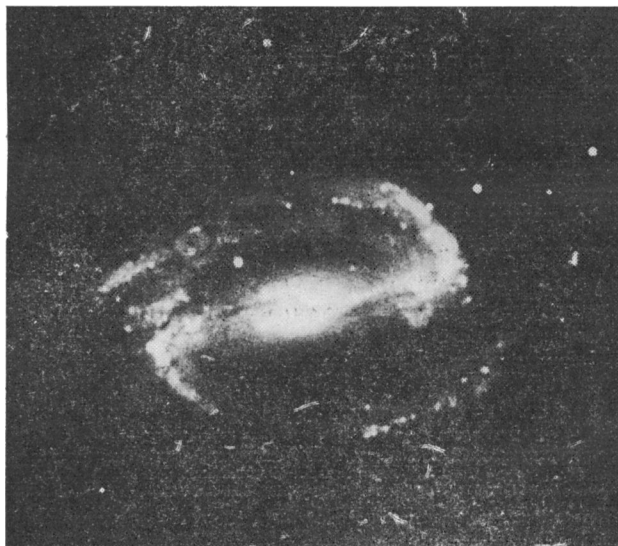


Рис. 237. Пересеченная спиральная галактика NGC 1300.

а эллиптические — G и K. Это означает, что в спиральных и неправильных галактиках содержится относительно много молодых горячих звезд ранних спектральных классов, в то время как эллиптические галактики состоят из старых звезд поздних спектральных классов, подобно сферической подсистеме нашей Галактики.

По цвету излучения также можно судить о спектральных классах, к которым принадлежит большинство звезд галактики. Для галактик, а когда это возможно, и для отдельных их частей, находят показатели цвета теми же методами, что и для звезд. Однако при этом следует учитывать красное смещение (см. ниже), а также покраснение, вызванное поглощением света в них и в нашей Галактике.

Большой интерес представляют *взаимодействующие галактики*, состоящие из двух и более (до 8) звездных систем — компонентов. Компоненты соединены между собой полосами светлой материи (рис. 238) или оказываются погруженными в облако звезд, создающих вокруг них как бы туман.

В большинстве случаев особенности взаимодействующих галактик удастся объяснить гравитационными приливными воздействиями со стороны членов системы.

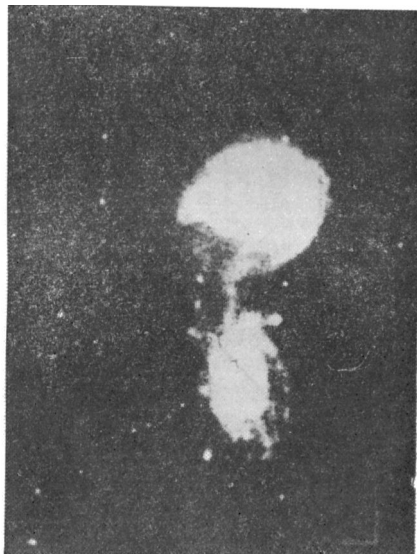


Рис. 238 Взаимодействующие галактики VV 21.

§ 172. Определение расстояний до галактик

Существует несколько способов определения расстояний до галактик. Легче всего это можно сделать, если в галактике наблюдаются хорошо изученные объекты, светимость которых мы знаем. Так, например, светимость цефеид известна по соотношению период — светимость. У новых звезд абсолютная звездная величина в максимуме около $-8^m,5$, а у шаровых скоплений в среднем -8^m . В этих случаях для определения расстояний достаточно найти видимую звездную величину такого объекта и вычислить модуль расстояния, не забывая при этом учитывать влияние межзвездного поглощения света.

О расстояниях до удаленных галактик, в которых перечисленные объекты не видны, судят по их видимым угловым размерам или по видимой звездной величине. Для этого необходимо, очевидно, знать размеры или светимости галактик данного типа.

Наконец, еще один способ основан на определении величины *красного смещения*. Это явление заключается в том, что все спектральные линии в спектрах далеких галактик оказываются смещенными к красному концу.

Как мы увидим в последнем параграфе настоящей главы, это смещение линий нужно интерпретировать как увеличение средних расстояний между галактиками во Вселенной. В результате нам кажется, что галактики как бы убегают от нас. Из наблюдений следует, что скорость удаления галактик от нас V_r , соответствующая красному смещению $\Delta\lambda$, увеличивается с расстоянием, так что между $\lg V_r$ и видимой звездной величиной галактик одинаковой светимости обнаруживается линейная зависимость.

Она показана на рис. 239, на котором каждая точка соответствует среднему значению видимой звездной величины нескольких наиболее ярких галактик, принадлежащих соответствующему скоплению галактик (см. § 175). Средние светимости наиболее ярких членов скоплений значительно меньше должны различаться между собою, чем светимости отдельных галактик вообще, для которых разброс точек получился бы значительно больше, чем на рис. 240. Вместе с тем одинаковая светимость объектов соответствует одинаковой величине M в формуле (11.5), из которой в этом случае следует линейная зависимость между m и $\lg r$. Поэтому линейная зависимость между m и $\lg V_r = \lg \left(c \frac{\Delta\lambda}{\lambda} \right)$ означает также линейное соотношение между скоростью удаления и расстоянием, т. е.

$$V_r = c \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = H \cdot r. \quad (13.1)$$

В этой формуле расстояние r выражено в мегапарсеках (Mpc)¹⁾, а число H — *постоянная Хаббла*, играющая важную

¹⁾ 1 $Mpc = 10^6$ pc .

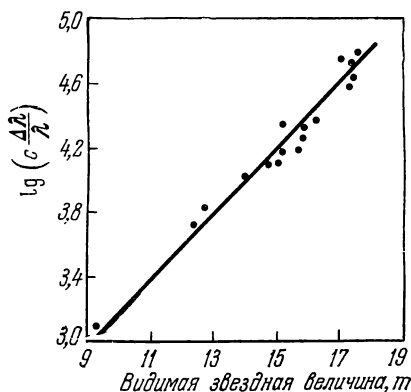


Рис. 239. Зависимость логарифма красного смещения от видимой звездной величины галактик.

роль в космологии, о которой речь пойдет в § 181. Наиболее надежное значение постоянной Хаббла, полученное в последнее время, составляет $55 \text{ км/сек} \cdot \text{Мпс}$. Если для некоторой галактики известно ее красное смещение, то по формуле (13.1) легко определить расстояние до нее. Заметим, однако, что при $\frac{\Delta\lambda}{\lambda} > 0,1$ эта формула перестает быть верной и требуется использовать более сложное выражение. Наиболее удаленные известные в настоящее время галактики находятся на расстояниях в несколько миллиардов парсеков.

§ 173. Физические свойства галактик

Галактики, даже одного и того же типа, могут сильно различаться по своим размерам, светимостям, массам и другим характеристикам.

Линейные размеры внегалактических туманностей с известными расстояниями получаются непосредственно на основании видимого углового их размера. Поскольку у большинства галактик нет резких границ и звездная плотность постепенно убывает с расстоянием от центра, результат определения видимых их размеров зависит от того, до какой предельной поверхностной яркости они наблюдаются. В наиболее крупных спиральных и эллиптических галактиках звезды наблюдаются на расстояниях 15—20 *кпс* от центра. Встречаются, однако, и карликовые системы, размеры которых на порядок меньше.

Знание расстояния r позволяет по формуле (11.5) найти светимость галактики, если измерена ее видимая звездная величина m .

Наиболее крупные галактики имеют фотографическую абсолютную звездную величину $M_{pg} = -21^m$, для галактик типа Е и S в среднем $M_{pg} = -19^m,3$, что соответствует светимости десятка миллиардов солнц. Неправильные галактики раз в 100 слабее.

Вращение галактик. Сравнивая смещение спектральных линий в различных частях одной и той же внегалактической туманности или измеряя расширение линий во всем ее спектре, можно обнаружить, что галактики вращаются. Периоды вращения внешних частей галактик оказываются порядка 10^8 лет. Центральные части галактик, как правило, вращаются с одной угловой скоростью, т. е. как твердые тела. Направление вращения спиральных галактик происходит, по-видимому, в сторону закручивания спиральных ветвей.

Массы галактик определяются на основании скоростей вращения внешних их частей. Для грубой оценки массы предполагается, что это вращение происходит по закону Кеплера.

Если линейную скорость вращения обозначить через V , то, приравнявая центростремительное и гравитационное ускорения, получим, что масса галактики равна

$$\mathfrak{M} = \frac{RV^2}{f}. \quad (13.2)$$

Если известна зависимость скорости вращения от расстояния до центра, то, в принципе, удастся вычислить распределение масс в галактике.

Массы двойных галактик оцениваются тем же методом, что и массы двойных звезд, т. е. по скоростям их относительных движений, которые можно определить по доплеровским смещениям спектральных линий.

Как и для звезд, для галактик имеется определенная зависимость между массой и светимостью, которая также может быть использована для определения масс. У спиральных и неправильных галактик отношение массы к светимости, выраженное в солнечных единицах, колеблется от 1 до 10. Для эллиптических галактик это отношение составляет несколько десятков. Следовательно, основная доля массы в галактиках приходится на звезды поздних спектральных классов, для которых отношение массы к светимости больше единицы.

Массы большинства наблюдаемых галактик заключены в пределах 10^9 — 10^{12} масс Солнца. Если исключить карликовые системы, то среднее значение масс оказывается равным 10^{11} масс Солнца или $2 \cdot 10^{44}$ г.

В табл. 14 приведены рассмотренные выше основные физические характеристики для некоторых наиболее интересных галактик.

Центральные сгущения галактик. Весьма важной и сравнительно мало еще изученной частью галактик являются их центральные сгущения, иногда называемые ядрами, которые содержат в себе незначительную долю массы всей галактики и состоят из звезд, напоминающих звезды сферической составляющей нашей Галактики. В спектрах центральных сгущений спиральных галактик наряду с линиями поглощения наблюдаются эмиссионные линии газовых туманностей. Часто эти линии оказываются весьма широкими, что говорит о наличии в самом центре галактики объекта или объектов, возможно не звездной природы, обладающих громадными запасами энергии. Расширение спектральных линий определяется скоростями, с которыми происходит выброс газа, сопровождающий это выделение энергии. На основании характера и скоростей этих движений, а также светимости ядер галактик говорят об их активности. У галактик, подобных нашей, ядра имеют сравнительно небольшую активность. Это означает, что из их центра проис-

ТАБЛИЦА 1

Данные о галактиках ярче $m_{\text{виз}} = 8,0$ и о нашей Галактике

Галактика	Тип	Диаметр (кпс)	Расстояние (Мпс)	m_v	M_{pg}	$\lg (M/M_{\odot})$
Наша Галактика	Sb	30	—	—	—20,9	11,0
Большое Магелланово Облако	I	10	0,05	0,1	—18,4	10,0
Малое Магелланово Облако	I	4,3	0,06	2,4	—16,3	9,2
Система в Скульпторе	E	0,6	0,08	7	—11,2	8,5
Система в Печи	E	1,8	0,19	7	—12,9	9
NGC 55	Sc	38,4	2,4	7,1	—20,4	10,5
NGC 224 (туманность Андромеды)	Sb	40	0,69	3,5	—21,8	11,3
NGC 253	Sc	19,8	2,400	7	—20,3	11,1
NGC 598	Sc	17,4	7,72	5,8	—18,7	10,7
NGC 3031	Sb	33,2	3,3	6,9	—20,3	11,3
NGC 4045	S	14	5,0	7	—22	—
NGC 5128	E	15	5,0	6	—23	> 11,3

ходит относительно медленное истечение газа со скоростью в десятки километров в секунду.

В центральных областях так называемых сейфертовских галактик¹⁾ наблюдаются движения газа и отдельных облаков со скоростями в сотни и тысячи километров в секунду (вплоть до 8500 км/сек). Такие скорости достаточны для того, чтобы газ совсем покинул галактику. В ряду случаев наблюдаются сгустки вещества, выброшенного из галактик.

Исключительно велика светимость центральных сгущений этих объектов. На их долю приходится несколько десятков процентов общей светимости сейфертовских галактик, причем большую половину составляет излучение в спектральных линиях.

Известны галактики, из внутренних областей которых происходят выбросы вещества. На рис. 240 изображен пример такой галактики — М 82. Волокна газовой материи видны до расстояний 3 кпс от центрального сгущения, из которого, по-видимому, этот газ был выброшен несколько миллионов лет назад. Скорость разлетающихся газовых волокон, по-видимому, достигает 1000 км/сек, а их суммарная масса составляет около $5 \cdot 10^6$ солнечных масс. Здесь явно наблюдается результат взрыва, сообщившего газу кинетическую энергию, превышающую 10^{55} эрг.

Активные ядра галактик часто отличаются усилением мощности инфракрасного и рентгеновского излучений. У сейфер-

¹⁾ Галактики с активными ядрами; впервые подробно изучены Сейфертом.

товских галактик мощность рентгеновского излучения составляет 10^{42} эрг/сек, что превышает мощность излучения всей галактики в видимой области спектра.

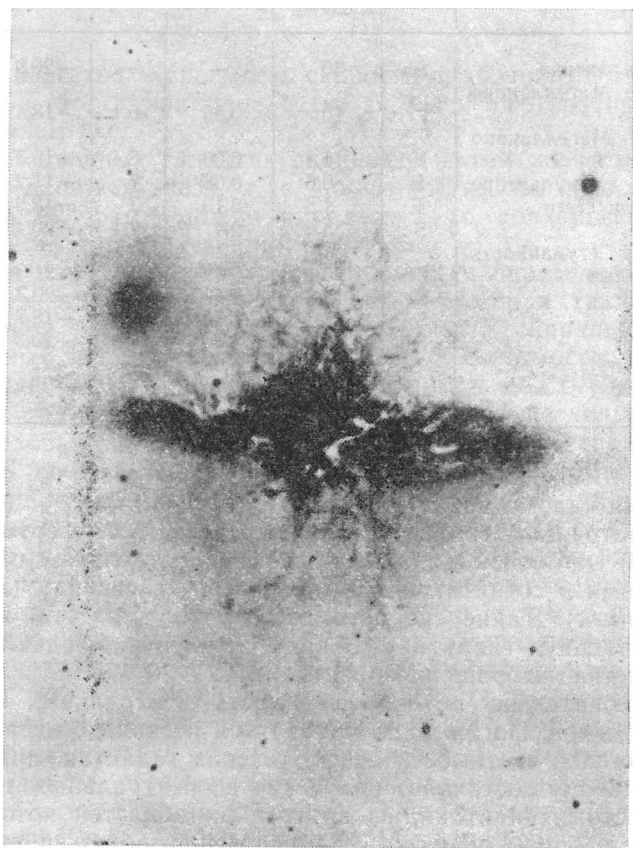


Рис. 240. Фотография взрывающейся галактики М 82, полученная в линии H_{α} водорода (негатив).

Радиогалактики. Радиоволны в той или иной степени излучают все галактики. Однако у большинства обычных галактик на радиоизлучение приходится лишь ничтожная доля всей их мощности, в то время как поток радиоволн от некоторых галактик оказывается сравнимым с мощностью их оптического излучения. Такие галактики называются *радиогалактиками*. Мощность их радиоизлучения часто в тысячи и десятки тысяч раз больше, чем у обычных галактик.

Примером очень мощной радиогалактики может служить галактика, связанная с одним из источников радиоизлучения в созвездии Лебедя, называемым Лебедь-А. Между двумя его компонентами находится слабая галактика 18^m , пересеченная широкой темной полосой (возможно, две галактики).

Расстояние до источника Лебедь-А составляет 170 *Mpc*. Мощность его радиоизлучения в шесть раз превышает мощность оптического излучения, больше половины которого приходится на эмиссионные линии. Имеется также несколько десятков других радиогалактик, которые удалось отождествить с оптическими объектами — гигантскими, чаще всего эллиптическими галактиками (с абсолютной фотографической величиной -20^m — -22^m).

Область, откуда приходит радиоизлучение, чаще всего значительно превышает размеры галактик в оптических лучах. Очень часто источники радиоизлучения выглядят двойными, причем максимумы яркости располагаются по обе стороны от связанной с ними галактики. Это говорит в пользу того, что источниками радиоизлучения являются два облака быстрых частиц, возникшие в результате взрыва, подобного тем, которые наблюдаются во взрывающихся галактиках. Энергия такого взрыва может достигать 10^{60} эрг, что в десятки миллиардов раз больше, чем энергия вспышки сверхновой звезды. Частицами, излучающими радиоволны, являются релятивистские электроны, движение которых тормозится магнитными полями. Вследствие торможения интенсивность излучения уменьшается со временем, причем особенно сильно для больших частот (более коротких волн). Область спектра, где начинается резкое уменьшение интенсивности, зависит от того, сколько времени уже длилось высвечивание электронов, т. е. как давно произошел взрыв. Оказалось, что возраст многих источников всего лишь несколько миллионов лет, если считать, что после взрыва релятивистские электроны больше не возникают.

§ 174. Кварзары

В 1963 г. некоторые источники радиоизлучения с угловыми размерами в $1''$ или меньше были отождествлены со звездобразными объектами в оптическом диапазоне, иногда окруженными диффузным ореолом или выбросами вещества. Изучено более 200 подобных объектов, названных *кварзарами* (квазизвездными радиоисточниками).

Такие же оптические объекты, но не обладающие сильным радиоизлучением, были открыты в 1965 г. и названы квазизвездными галактиками (*квазагами*), а вместе с кварзарами их стали называть *квазизвездными объектами*.

Кварзары, как и активные ядра галактик, обладают избытком излучения в инфракрасной и рентгеновской областях спектра.

В спектрах кварзаров наблюдаются эмиссионные линии, типичные для диффузных туманностей, а иногда и резонансные линии поглощения.

В первое время отождествление этих линий было затруднено необычайно сильным красным смещением: линии, обычно расположенные в ультрафиолетовой области спектра, в ряде случаев оказываются в видимой области. Хотя высказывалась возможность того, что причина красного смещения линий в спектрах кварзаров иная, чем у далеких галактик, скорее всего оно говорит об огромных скоростях удаления кварзаров. Расстояния, найденные по красным смещениям, показывают, что кварзары — самые далекие из известных нам объектов. Если это действительно так, то они позволяют изучить свойства вещества на протяжении огромных расстояний более 10^9 *пс*, которым соответствуют масштабы времени в миллиарды лет.

Ближайший кварзар 3С 273 (номер по Третьему Кембриджскому каталогу), наблюдаемый как объект 13^m , удален от нас на 500 млн. *пс*. Гигантские галактики с такого расстояния выглядели бы слабее 18^m ; следовательно, мощность оптического излучения кварзаров в сотни раз больше, чем у самых ярких галактик. Наряду с мощным оптическим излучением кварзары излучают много энергии и в радиодиапазоне, примерно столько же, сколько такие радиогалактики, как Лебедь-А. До сих пор никакими оптическими наблюдениями не удается непосредственно измерить угловой диаметр кварзаров.

Наиболее удивительным свойством кварзаров оказалась переменность излучения некоторых из них, открытая сначала в оптическом, а затем и в радиодиапазоне. Колебания светимости происходят неправильным образом за время порядка года и даже меньше (до недели!). Отсюда можно сделать вывод, что размеры кварзаров не превышают пути, проходимого светом за время существенного изменения светимости (иначе переменность не наблюдалась бы) и заведомо меньше светового года, т. е. не более десятков тысяч астрономических единиц.

Кварзары во многом напоминают активные ядра галактик. Об этом говорят их малые угловые размеры, распределение энергии в спектре, переменность их оптического и радиоизлучения, наблюдаемая в некоторых случаях. Ряд особенностей сближает кварзары с ядрами сейфертовских галактик. К ним прежде всего относится сильное расширение эмиссионных линий в спектрах, указывающее на движения со скоростями, достигающими 3000 *км/сек*. У некоторых кварзаров наблюдаются облака выброшенного вещества, что говорит о взрывном характере про-

исходящих в них явлений, приводящих к высвобождению огромных энергий, по порядку величины сравнимых с излучением радиогалактик. По-видимому, аналогичные процессы происходят в мощных радиогалактиках типа Лебедь-А и вызывают взрывы ядер некоторых других галактик.

Интерпретация поразительных свойств квазаров встречается с большими трудностями. В частности, если эти объекты действительно очень далеки, то необходимо найти пока еще не известные процессы, приводящие к выделению огромных энергий. Чтобы избежать этих трудностей, иногда делаются попытки рассматривать квазары как сравнительно близкие тела, а большие красные смещения спектральных линий отнести за счет явлений, не связанных с быстрым удалением. Возможно, квазары — огромные плазменные образования с массами порядка миллиарда солнечных, которые излучают энергию и выбрасывают горячий газ в результате своего гравитационного сжатия.

§ 175. Пространственное распределение галактик

Обычно галактики встречаются небольшими группами, содержащими по десятку членов, часто объединяющимися в обширные скопления сотен и тысяч галактик. Наша Галактика входит в состав так называемой Местной группы, включающей в себя три гигантские спиральные галактики (наша Галактика, туманность Андромеды и туманность в созвездии Треугольника), а также более 15 карликовых эллиптических и неправильных галактик, крупнейшими из которых являются Магеллановы Облака.

В среднем размеры скоплений галактик составляют около 3 *Мпс*. В отдельных случаях диаметр их может превышать 10—20 *Мпс*. Они делятся на рассеянные (неправильные) и сферические (правильные) скопления. Рассеянные скопления не обладают правильной формой и имеют нерезкие очертания. Галактики в них весьма слабо концентрируются к центру. Примером гигантского рассеянного скопления может служить ближайшее к нам скопление галактик в созвездии Девы (рис. 241). На небе оно занимает примерно 120 кв. градусов и содержит несколько тысяч преимущественно спиральных галактик. Расстояние до центра этого скопления составляет около 11 *Мпс*.

Сферические скопления галактик более компактны, чем рассеянные, и обладают сферической симметрией. Их члены заметно концентрируются к центру. Примером сферического скопления является скопление галактик в созвездии Волос Вероники, содержащее очень много эллиптических и линзообразных галактик (рис. 242). Его диаметр составляет почти 12 градусов. В нем содержится около 30 000 галактик ярче 19 фотогра-

фической звездной величины. Расстояние до центра скопления составляет около 70 *Mpc*.

С многими богатыми скоплениями галактик связаны мощные протяженные источники рентгеновского излучения, природа

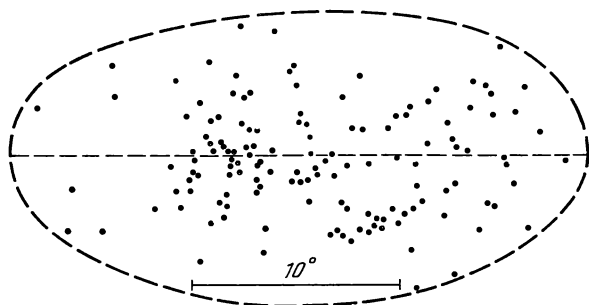


Рис. 241. Скопление галактик в созвездии Девы.

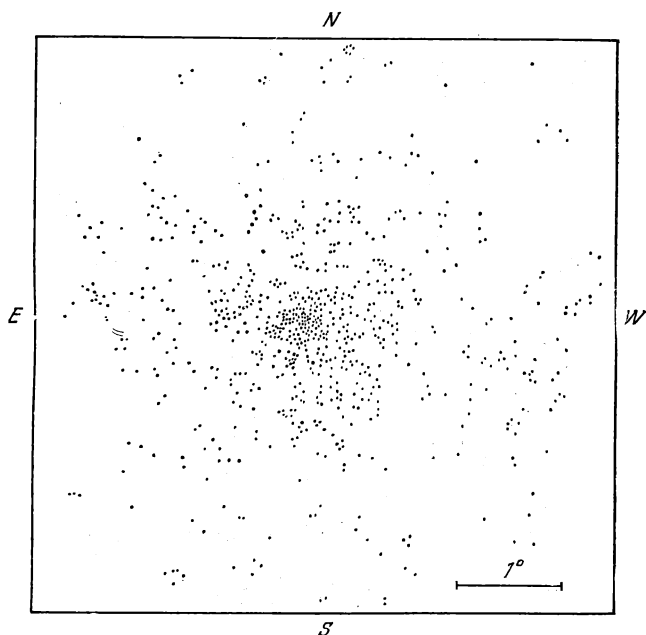


Рис 242. Скопление галактик в созвездии Волос Вероники.

которого, скорее всего, связана с наличием горячего межгалактического газа, подобного коронам отдельных галактик.

Есть основания полагать, что скопления галактик в свою очередь также распределены неравномерно. Согласно некото-

рым исследованиям, окружающие нас скопления и группы галактик образуют грандиозную систему — *Сверхгалактику*. Отдельные галактики при этом, по-видимому, концентрируются к некоторой плоскости, которую можно называть экваториальной плоскостью Сверхгалактики. Только что рассмотренное скопление галактик в созвездии Девы находится в центре такой гигантской системы. Масса нашей Сверхгалактики должна составлять около 10^{15} масс Солнца, а ее диаметр порядка 50 *Мпс*.

Однако реальность существования подобных скоплений галактик второго порядка в настоящее время остается спорной. Если они и существуют, то лишь как слабо выраженная неоднородность распределения галактик во Вселенной, так как расстояния между ними немногим могут превышать их размеры.

ПРОИСХОЖДЕНИЕ И ЭВОЛЮЦИЯ НЕБЕСНЫХ ТЕЛ

§ 176. Космогонические проблемы

Вопросы происхождения и эволюции небесных тел изучаются особым разделом астрономической науки, называемым космогонией. Космогонические проблемы имеют большое значение для развития научного мировоззрения в целом, и естественно, что они интересуют не только астрономов. Вместе с тем космогонические проблемы относятся к числу наиболее трудных астрономических задач. И в самом деле, то, что мы сейчас наблюдаем, — это моментальный снимок Вселенной. Можно определить с помощью этого снимка, какова она сейчас, но гораздо труднее судить о ее прошлом и будущем. И все-таки за последнее время удалось многое узнать о происхождении и развитии небесных тел. Для решения космогонических проблем использовались два основных подхода. Первый подход является чисто теоретическим: исходя из общих законов физики, можно определить, какие именно условия должны были существовать в прошлом, чтобы некоторое небесное тело приобрело именно те характеристики, которыми оно сейчас обладает, какой путь развития оно должно было пройти. Второй подход наблюдательный: сравнивая характеристики небесных тел, находящихся на разных стадиях развития, можно установить, в какой последовательности эти стадии сменяли друг друга. Вторым подходом можно применить, конечно, только к объектам многочисленным, таким как звезды, звездные скопления, газовые туманности, галактики. В случае планетной системы положение гораздо труднее: мы знаем только одну такую систему — Солнечную. Поэтому в планетной космогонии приходится пользоваться лишь первым подходом, и ее результаты менее уверенны.

§ 177. Происхождение и эволюция звезд

Сейчас твердо установлено, что звезды и звездные скопления имеют разный возраст, от величины порядка 10^{10} лет (шаровые звездные скопления) до 10^6 лет для самых молодых (рассеянные звездные скопления и звездные ассоциации). Мы будем

подробно говорить об этом ниже. Многие исследователи предполагают, что звезды образуются из диффузной межзвездной среды. В пользу этого говорит положение молодых звезд в пространстве — они сконцентрированы в спиральных ветвях галактик, там же, где и межзвездная газопылевая материя. Диффузная среда удерживается в спиральных ветвях галактическим магнитным полем. Звезды этим слабым полем удерживаться не могут. Поэтому более старые звезды меньше связаны со спиральями. Молодые звезды образуют часто комплексы, такие, как комплекс Ориона, в который входит несколько тысяч молодых звезд. В комплексах наряду со звездами содержится большое количество газа и пыли. Газ в этих комплексах быстро расширяется, а это значит, что раньше он представлял собой более плотную массу.

Сам процесс формирования звезд из диффузной среды остается пока не вполне ясным. Если в некотором объеме, заполненном газом и пылью, масса диффузной материи по каким-то причинам превзойдет определенную критическую величину, то материя в этом объеме начнет сжиматься под действием сил тяготения. Это явление называется гравитационной конденсацией. Величина критической массы зависит от плотности, температуры и среднего молекулярного веса. Расчеты показывают, что необходимые условия могут создаться лишь в исключительных случаях, когда плотность диффузной материи становится достаточно большой. Такие условия могут возникнуть в результате случайных флуктуаций, однако не исключено, что увеличение плотности может происходить и в результате некоторых регулярных процессов. Наиболее плотными областями диффузной материи являются, по-видимому, глобулы и «слоновые хоботы» — темные компактные, непрозрачные образования, наблюдаемые на фоне светлых туманностей. Глобулы имеют вид круглых пятнышек, «слоновые хоботы» — узких полосок, которые вклиниваются в светлую материю (рис. 243). Глобулы и «слоновые хоботы» являются наиболее вероятными предками звезд, хотя прямыми доказательствами этого мы не располагаем. В качестве косвенного подтверждения могут рассматриваться кометообразные туманности. Эти туманности выглядят подобно конусу кометного хвоста. В голове такой туманности обычно находится звезда типа Т Тельца — молодая сжимающаяся звезда. Возникает мысль, что звезда образовалась внутри туманности. В то же время сама туманность напоминает по форме и расположению «слоновые хоботы».

Очень многое в процессе звездообразования остается не ясным. Не все исследователи соглашаются, например, с тем, что звезды образуются из диффузной межзвездной материи. Советский астроном акад. В. А. Амбарцумян считает, что звезды

образуются в результате расширения плотных тел неизвестной природы, которые непосредственно не наблюдаются. Мы будем придерживаться в дальнейшем более общепринятой гипотезы образования звезд из межзвездной диффузной среды.

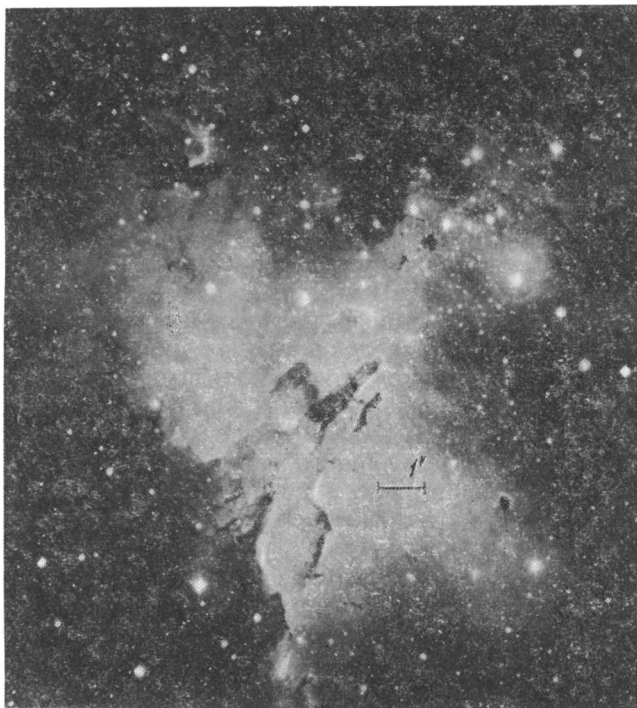


Рис. 243. Часть туманности NGC 6611 со «слоновым хоботом» и глобулами.

Итак, пусть по каким-то причинам облако межзвездной материи достигло критической массы и начался процесс гравитационной конденсации. Пылевые частицы и газовые молекулы падают к центру облака, потенциальная энергия гравитации переходит в кинетическую, а кинетическая энергия в результате столкновений — в тепло. Облако нагревается и вследствие увеличения температуры возрастает его излучение. Оно превращается в *протозвезду* (звезда в начальной стадии развития). Судя по тому, что молодые звезды наблюдаются группами, можно думать, что в начале процесса гравитационной конденсации облако межзвездной материи разбивается на несколько частей и одновременно образуется несколько протозвезд.

Полный поток энергии, излучаемой протозвездой, определяется, как можно показать, обычным законом масса — светимость, но размеры протозвезды значительно больше. Поэтому температура ее поверхности много меньше, чем у обычной звезды такой же массы, и на диаграмме спектр — светимость протозвезды должны располагаться справа от главной последовательности. По мере сжатия протозвезды температура ее увеличивается, и она перемещается по диаграмме Герцшпрунга — Рассела сначала вниз, потом влево, почти параллельно оси абсцисс. Когда температура в недрах звезды достигает нескольких миллионов градусов, начинаются термоядерные реакции. Сначала «выгорает» дейтерий, а затем литий, бериллий и бор. Сжатие в результате выделения дополнительной энергии замедляется, но не прекращается совсем, так как эти элементы быстро оказываются израсходованными. Когда температура повышается еще больше, начинают действовать протон-протонные реакции (для звезд с массой, меньшей $1,5 M_{\odot}$) или углеродно-азотный цикл (для звезд с большей массой). Эти реакции могут поддерживаться длительное время, сжатие прекращается и протозвезда превращается в обычную звезду главной последовательности. Давление внутри звезды уравнивает притяжение, и она оказывается в устойчивом состоянии.

ТАБЛИЦА 15

Время гравитационного сжатия звезд и их пребывания на главной последовательности

Спектральный класс	Масса	Радиус	Светимость	Время, лет	
				гравитационного сжатия	пребывания на главной последовательности
B0	17	9,0	30000	$1,2 \cdot 10^5$	$8 \cdot 10^6$
B5	6,3	4,2	1000	$1,1 \cdot 10^6$	$8 \cdot 10^7$
A0	3,2	2,8	100	$4,1 \cdot 10^6$	$4 \cdot 10^8$
A5	1,9	1,5	12	$2,2 \cdot 10^7$	$2 \cdot 10^9$
F0	1,5	1,25	4,8	$4,2 \cdot 10^7$	$4 \cdot 10^9$
F5	1,3	1,24	2,7	$5,6 \cdot 10^7$	$6 \cdot 10^9$
G0	1,02	1,02	1,2	$9,4 \cdot 10^7$	$1,1 \cdot 10^{10}$
(Солнце) . .	1,00	1,00	1,0	$1,1 \cdot 10^8$	$1,3 \cdot 10^{10}$
G5	0,91	0,92	0,72	$1,5 \cdot 10^8$	$1,7 \cdot 10^{10}$
K0	0,74	0,74	0,35	$2,3 \cdot 10^8$	$2,8 \cdot 10^{10}$
K5	0,54	0,54	0,10	$6,0 \cdot 10^8$	$7,0 \cdot 10^{10}$

Примечание: масса, радиус и светимость даны в солнечных единицах.

Время гравитационного сжатия сравнительно невелико. Оно зависит от массы протозвезды. Чем больше масса, тем быстрее протекает процесс гравитационной конденсации. Протозвезды,

имеющие такую же массу, как Солнце, сжимаются за 10^8 лет. Время гравитационного сжатия для звезд разных классов приведено в табл. 16.

Так как сжатие происходит быстро, наблюдать звезды в этой первой наиболее ранней стадии эволюции трудно. Предполагается, что в этой стадии находятся неправильные переменные звезды типа Т Тельца. Известно несколько рассеянных

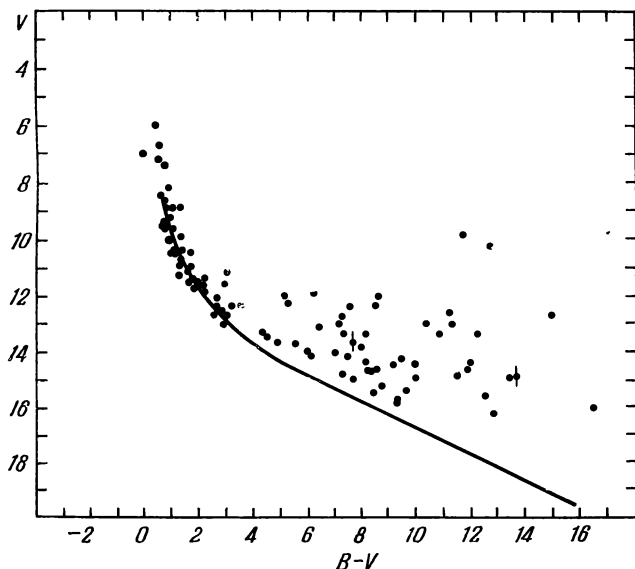


Рис. 244. Диаграмма цвет — звездная величина очень молодого рассеянного звездного скопления NGC 6530.

звездных скоплений, состоящих из звезд классов О и В и переменных типа Т Тельца. На рис. 244 показана диаграмма «показатель цвета — звездная величина»¹⁾ для звездного скопления NGC 6530. Линия, идущая приблизительно по диагонали, отмечает положение главной последовательности. Звезды, имеющие показатель цвета $(B - V) > 0$, — это, главным образом, переменные типа Т Тельца. Они расположены справа от главной последовательности как раз там, где должны находиться сжимающиеся звезды. По-видимому, звезды скопления NGC 6530 образовались примерно 10^7 лет назад. Более массивные члены

¹⁾ Диаграмма представлена в системе звездных величин B , V ; V — звездная величина в желтых лучах, B — в синих лучах; $B - V$ — основной показатель цвета.

скоплений (О и В звезды) уже успели перейти на главную последовательность, менее массивные — еще находятся в фазе гравитационной конденсации. Звезды типа Т Тельца еще не пришли в состояние равновесия, и этим, вероятно, объясняется типичный для них неправильный характер изменения блеска. Эти звезды связаны с пылевыми туманностями, которые являются остатками первоначальных скоплений диффузной материи.

Находясь на главной последовательности, звезды длительное время излучают энергию благодаря термоядерным реакциям, почти не испытывая каких-либо внешних изменений: радиус, светимость и масса остаются почти постоянными. Положение звезды на главной последовательности определяется ее массой. Ниже главной последовательности на диаграмме спектр — светимость проходит последовательность ярких субкарликов. Они отличаются от звезд главной последовательности химическим составом: содержание тяжелых элементов в субкарликах в несколько десятков раз меньше. Причина этого отличия, связанная с тем, что субкарлики являются звездами сферической составляющей, будет объяснена ниже.

В результате термоядерных реакций, протекающих в недрах звезды, происходит постепенная переработка водорода в гелий, или, как говорят, «выгорание» водорода. Время пребывания на главной последовательности зависит от скорости термоядерных реакций, а скорость реакций — от температуры. Чем больше масса звезды, тем выше должна быть температура в ее недрах, чтобы газовое давление могло уравновесить вес вышележащих слоев. Поэтому ядерные реакции в более массивных звездах идут быстрее и время пребывания на главной последовательности для них меньше, так как быстрее расходуется энергия. В табл. 16 дано время пребывания на главной последовательности, вычисленное для звезд разных спектральных классов. Из таблицы видно, что звезды В0 остаются на главной последовательности менее 10^7 лет, в то время как для Солнца и звезд более поздних спектральных классов период пребывания на главной последовательности превышает 10^{10} лет.

Ядерные реакции идут только в центральной части звезды. В этой области (конвективное ядро звезды) вещество все время перемешивается. При выгорании водорода радиус и масса конвективного ядра уменьшаются. Расчеты показывают, что звезда при этом перемещается по диаграмме спектр — светимость влево. Более массивные звезды перемещаются быстрее, и в результате верхний конец главной последовательности постепенно отклоняется влево. На рис. 245 показано, как с течением времени изменяется вид главной последовательности для некоторой группы одновременно образовавшихся звезд.

Когда весь водород в ядре звезды превратится в гелий, вторая стадия эволюции (стадия главной последовательности) заканчивается. Реакции превращения водорода в гелий продолжают идти только на внешней границе ядра. Расчеты показывают, что при этом ядро сжимается, плотность и температура в центральной части звезды возрастают, увеличивается

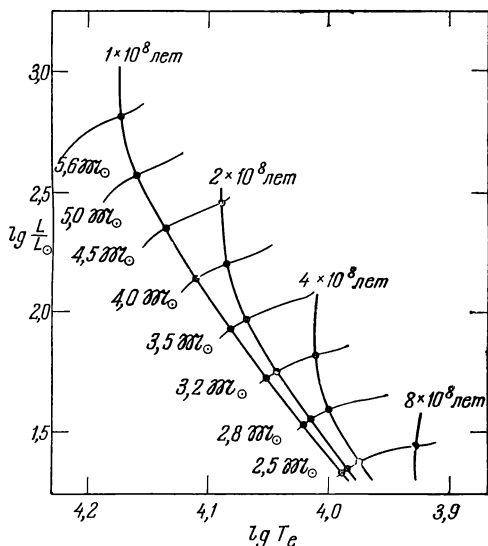


Рис. 245. Смещение звезд разной массы с главной последовательности с течением времени.

светимость и радиус звезды. Звезда сходит с главной последовательности и становится красным гигантом, вступая в третью стадию эволюции.

Все, о чем говорилось выше, представляет собой результаты теоретических работ по внутреннему строению звезд. Эти результаты можно проверить, сопоставляя их с диаграммами спектр — светимость для звездных скоплений. Можно полагать, что звезды одного и того же скопления образовались совместно и имеют одинаковый возраст, иначе трудно было бы объяснить само существование скоплений. На рис. 246 приведены диаграммы цвет — светимость для 11 звездных скоплений. Два из них, М 3 и М 92, шаровые. Мы видим, что главные последовательности отклоняются вправо и вверх у разных скоплений по-разному. Понятно, что чем больше отклонение, тем старше должно быть скопление. С помощью этих диаграмм можно легко выяснить, какое скопление образовалось раньше, какое позже, и определить приблизительно их возраст. Можно воспользо-

ваться для этого, например, табл. 16, находя по диаграммам цвет — светимость типы звезд, которые ушли с главной последовательности. Скопление NGC 2362 самое молодое из всех, его возраст несколько десятков миллионов лет. У шаровых скоплений главная последовательность едва намечается. Верхняя часть

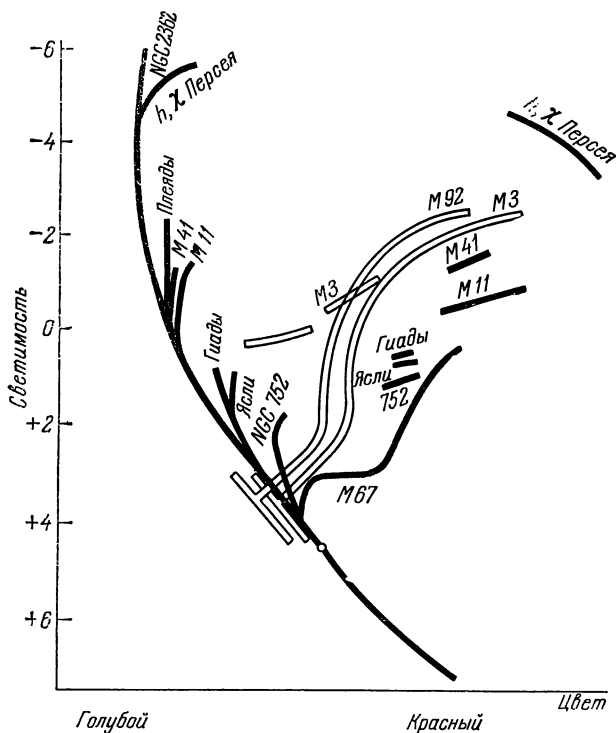


Рис. 246. Сводная диаграмма цвет — светимость для 11 галактических скоплений. Диаграммы рассеянных скоплений показаны черными линиями, шаровых — светлыми.

отсутствует из-за того, что соответствующие звезды уже прошли вторую стадию эволюции, а нижняя — из-за невозможности наблюдения слабых звезд (на самом деле главная последовательность, по-видимому, продолжается вниз). Зато у шаровых и старых рассеянных скоплений хорошо представлена ветвь красных гигантов. Это означает, что большинство наблюдаемых звезд этих скоплений находится в третьей стадии эволюции.

Ветвь красных гигантов для звезд рассеянных скоплений идет ниже, чем для звезд шаровых скоплений, а главная последовательность, наоборот, выше. Теоретически это можно объяснить более низким содержанием тяжелых элементов в звезд-

дах шаровых скоплений. И действительно, наблюдения показывают, что в звездах сферической подсистемы, к которой принадлежат шаровые скопления, относительное обилие тяжелых элементов меньше, чем в звездах плоской подсистемы. Таким образом, наблюдения удовлетворительно согласуются с теоретическими представлениями об эволюции звезд и подтверждают их. Тем самым получает наблюдательную проверку и теория внутреннего строения звезд, на которой эти представления основаны.

Предполагается, что в стадии красного гиганта (или сверхгиганта) в плотном ядре звезды в течение некоторого времени может идти реакция превращения гелия в углерод. Для этого температура в центральных частях звезды должна достигать $1,5 \cdot 10^8$ °К. Расчеты показывают, что такие звезды должны располагаться на диаграмме цвет—светимость слева от главной ветви красных гигантов. На диаграмме скопления М 3 (см. рис. 246) от обычной последовательности красных гигантов отходит влево дополнительная ветвь, которая, по-видимому, образуется такими звездами. Когда гелиевая реакция внутри ядра и водородные реакции на его границе исчерпывают себя, третья стадия эволюции (стадия красного гиганта) приходит к концу. Протяженная оболочка гиганта при этом расширяется, ее наружные слои не могут удерживаться силой тяготения и начинают отделяться. Звезда теряет вещество, и масса ее уменьшается. Наблюдения показывают, что у красных гигантов и сверхгигантов действительно иногда имеет место истечение вещества из атмосферы. В этом случае процесс происходит медленно. Однако при некоторых условиях, точно пока не выясненных, звезда может быстро выбросить существенную часть массы, и процесс будет иметь характер взрыва, катастрофы. Такого рода взрывы мы наблюдаем при вспышках сверхновых звезд.

При медленном истечении вещества из красных гигантов, по-видимому, образуются планетарные туманности. Когда протяженная оболочка гиганта рассеется, остается только ее центральное ядро, полностью лишенное водорода. В случае звезд с массой, не превосходящей солнечную в 2—3 раза, вещество ядра находится в вырожденном состоянии, так же как и вещество белых карликов. Поэтому кажется очень вероятным, что белые карлики и являются четвертым и последним этапом эволюции таких звезд, следующим за стадией красного гиганта. И в самом деле, в старых звездных скоплениях имеется некоторое количество белых карликов, а в молодых они отсутствуют. В белых карликах, как мы знаем, ядерные реакции не идут. Белые карлики светят за счет запаса тепловой энергии, накопленной в прошлом, и постепенно остывают, превращаясь в

ненаблюдаемых «черных» карликов. Белые карлики — это остывающие, умирающие звезды. Звезды, превосходящие Солнце по массе в несколько раз, уже не могут переходить в фазу белого карлика, потому что их гелиевые ядра не находятся в вырожденном состоянии. Предполагается, что в этом случае третий этап эволюции кончается образованием нейтронной звезды и взрывом сверхновой.

Итак, мы имеем сейчас возможность проследить в общих чертах эволюцию звезд, от плотного облака газа и пыли к сжимающейся протозвезде, затем через обычную звезду главной последовательности к красному гиганту и, наконец, — к белому карлику. В этой картине еще много неясного, многое еще подлежит уточнению, однако в главных чертах она представляется достаточно обоснованной.

Мы рассматривали выше, как меняется в процессе эволюции звезд их масса, радиус, светимость, температура, и ничего не упомянули о такой важной характеристике, как вращение. Известно, что звезды спектральных классов О, В, А вращаются очень быстро — экваториальная скорость вращения у них, как правило, превышает 100 км/сек . Скорости вращения звезд класса F в среднем меньше 100 км/сек , а звезды более холодные, чем F, вращаются настолько медленно, что доплеровское расширение линий слишком мало и скорость вращения нельзя измерить. Верхний предел скорости вращения звезд классов G, K, M, принадлежащих к главной последовательности, составляет несколько десятков км/сек , но на самом деле вращение может быть гораздо медленнее. Например, у Солнца, типичной звезды класса G, скорость вращения точек экватора составляет всего лишь около 2 км/сек .

Из наблюдений диффузных туманностей следует, что отдельные сгустки вещества движутся в них друг относительно друга со скоростями порядка 1 км/сек . Поэтому первичная туманность, из которой образуется звезда всегда должна иметь некоторый начальный момент количества движения. Расчет показывает, что если бы этот момент количества движения сохранялся, то звезды не могли бы образоваться, так как туманность, сжимаясь, увеличивала бы скорость вращения и разорвалась бы задолго до этого. Очевидно, что момент количества движения должен каким-то образом удаляться из туманности. Конденсирующаяся туманность связана с окружающей менее плотной средой магнитным полем, и так как межзвездная материя «приклеена» к магнитным силовым линиям¹⁾, то вращение

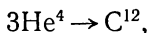
¹⁾ Будучи частично ионизованным, межзвездный газ не может двигаться поперек магнитных силовых линий, и поэтому при своем движении увлекает магнитное поле и в то же время тормозится им. В результате межзвездная материя оказывается как бы «приклеенной» к силовым линиям.

конденсирующейся туманности передается окружающей среде и туманность теряет момент количества движения. Подробное рассмотрение этого процесса показывает, что передача момента количества движения прекращается, когда плотность протозвезды становится достаточно высокой, и окончательно сконденсировавшаяся звезда должна иметь экваториальную скорость в несколько сотен километров в секунду, независимо от ее массы. Для горячих звезд наблюдения дают как раз такую скорость вращения. У холодных же звезд скорость вращения гораздо меньше.

Так, в Солнечной системе 98% момента количества движения принадлежит планетам и только 2% Солнцу. Солнце вращалось бы с экваториальной скоростью около 100 км/сек, если бы ему принадлежал весь момент количества движения Солнечной системы. Естественно возникает мысль, что медленное вращение холодных звезд может быть объяснено наличием у них планетных систем, аналогичных Солнечной системе. Если это так, то число планетных систем в Галактике очень велико.

§ 178. Об эволюции галактик

Соотношение общего количества звездного и межзвездного вещества в Галактике со временем изменяется, поскольку из межзвездной диффузной материи образуются звезды, а они в конце своего эволюционного пути возвращают в межзвездное пространство только часть вещества; некоторая его часть остается в белых карликах. Таким образом, количество межзвездного вещества в нашей Галактике должно со временем убывать. То же самое должно происходить и в других галактиках. Перерабатываясь в звездных недрах, вещество Галактики постепенно изменяет химический состав, обогащаясь гелием и тяжелыми элементами. Предполагается, что Галактика образовалась из газового облака, которое состояло главным образом из водорода. Возможно даже, что, кроме водорода, оно никаких других элементов и не содержало. Гелий и тяжелые элементы образовались в таком случае в результате термоядерных реакций внутри звезд. Образование тяжелых элементов начинается с тройной гелиевой реакции



затем C^{12} соединяется с α -частицами, протонами и нейтронами, продукты этих реакций подвергаются дальнейшим преобразованиям, и так появляются все более и более сложные ядра. Однако образование самых тяжелых ядер, таких как уран и торий, постепенным наращиванием объяснить нельзя. При этом неизбежно пришлось бы пройти через стадию неустойчивых радио-

активных изотопов, которые распадутся быстрее, чем успеют захватить следующий нуклон. Поэтому предполагается, что самые тяжелые элементы, стоящие в конце менделеевской таблицы, образуются при вспышках сверхновых звезд. Вспышка сверхновой представляет собой результат быстрого сжатия звезды. При этом температура катастрофически возрастает, в сжимающейся атмосфере идут цепные термоядерные реакции и возникают мощные потоки нейтронов. Интенсивность нейтронных потоков может быть столь велика, что промежуточные неустойчивые ядра не успевают разрушиться. Прежде чем это произойдет, они захватывают новые нейтроны и становятся устойчивыми.

Как уже упоминалось, содержание тяжелых элементов в звездах сферической составляющей много меньше, чем в звездах плоской подсистемы. Это объясняется, по-видимому, тем, что звезды сферической составляющей образовались в самой начальной стадии эволюции Галактики, когда межзвездный газ был еще беден тяжелыми элементами. В то время межзвездный газ представлял собой почти сферическое облако, концентрация которого увеличивалась к центру. Такое же распределение сохранили и звезды сферической составляющей, образовавшиеся в эту эпоху.

В результате столкновений облаков межзвездного газа их скорость постепенно уменьшалась, кинетическая энергия переходила в тепловую и менялась общая форма и размеры газового облака. Расчеты показывают, что в случае быстрого вращения такое облако должно было принять форму сплюсненного диска, что мы и наблюдаем в нашей Галактике. Звезды, образовавшиеся в более позднее время, образуют поэтому плоскую подсистему. К тому времени, как межзвездный газ сформировался в плоский диск, он прошел переработку в звездных недрах, содержание тяжелых элементов значительно увеличилось и звезды плоской составляющей поэтому тоже богаты тяжелыми элементами. Часто звезды плоской составляющей называют звездами второго поколения, а звезды сферической составляющей — звездами первого поколения, чтобы подчеркнуть тот факт, что звезды плоской составляющей образовались из вещества, уже побывавшего в звездных недрах.

Аналогичным образом протекает, вероятно, эволюция и других спиральных галактик. Форма спиральных рукавов, в которых сосредоточен межзвездный газ, по-видимому, определяется направлением силовых линий общего галактического магнитного поля. Упругость магнитного поля, к которому «приклеен» межзвездный газ, ограничивает уплощение газового диска. Если бы на межзвездный газ действовала только сила тяжести, его сжатие продолжалось бы неограниченно. При этом вследствие

большой плотности он быстро сконденсировался бы в звезды и практически исчез бы. Есть основания полагать, что скорость образования звезд приблизительно пропорциональна квадрату плотности межзвездного газа.

Если галактика вращается медленно, то межзвездный газ собирается под действием силы тяжести в центре. По-видимому, в таких галактиках магнитное поле слабее и меньше препятствует сжатию межзвездного газа, чем в быстро вращающихся. Большая плотность межзвездного газа в центральной области приводит к тому, что он быстро расходуется, превращаясь в звезды. В результате медленно вращающиеся галактики должны иметь приблизительно сферическую форму с резким увеличением звездной плотности в центре. Мы знаем, что как раз такие характеристики имеют эллиптические галактики. По-видимому, причина их отличия от спиральных заключается в более медленном вращении. Из сказанного выше понятно также, почему в эллиптических галактиках мало звезд ранних классов и мало межзвездного газа.

Таким образом, эволюцию галактик можно проследить начиная со стадии газового облака приблизительно сферической формы. Облако состоит из водорода, оно неоднородно. Отдельные сгустки газа, двигаясь, сталкиваются друг с другом, — потеря кинетической энергии приводит к сжатию облака. Если оно вращается быстро, получается спиральная галактика, если медленно — эллиптическая. Естественно задать вопрос, почему вещество во Вселенной разбилось на отдельные газовые облака, ставшие потом галактиками, почему мы наблюдаем разлет этих галактик, в какой форме находилась материя во Вселенной до того, как образовались галактики. Эти интересные и важные проблемы мы рассмотрим в § 181.

§ 179. Происхождение планет. Гипотезы Канта, Лапласа и Джинса

В XVIII в. в результате успехов ньютоновской механики установилось представление о Вселенной как о неизменной системе космических тел, управляемой точными законами природы. В этой системе не было места для божественного произвола, за исключением начального момента «акта творения». Считалось, что сложный механизм Вселенной был запущен один раз («начальный толчок»), а дальше уж он «шел» сам собой без каких-либо изменений. Первые попытки рассмотреть эволюцию космических тел были сделаны Бюффоном (1749 г) и Кантом (1755 г.). Кант высказал предположение, что Солнечная система образовалась из облака газа и пыли. В центре облака возникло Солнце, в периферийных частях — планеты. Эта картина,

по-видимому, в общих чертах правильна, но в то время она не поддавалась детальной разработке, так как не существовало еще атомной теории, термодинамики, кинетической теории газов, сведений о космическом обилии элементов и многих других необходимых данных.

В 1796 г. Лаплас в популярной форме высказал идею о том, что в процессе образования планет может играть большую роль вращение туманности. В самом деле, пусть элемент массы m сжимающейся сферической туманности вращается с угловой скоростью по орбите, радиус которой r . Если момент количества движения этого элемента

$$I = m\omega r^2$$

остается постоянным, то ω возрастает при сжатии туманности. Пусть полная масса туманности \mathcal{M} . Тогда на элемент m действуют сила тяжести

$$F_1 = f \frac{\mathcal{M} \cdot m}{r^2}$$

и центробежная сила

$$F_2 = m\omega^2 r = \frac{I^2}{mr^3}.$$

Центробежная сила при сжатии растет быстрее, чем сила тяжести, и при их равенстве возникает так называемая ротационная неустойчивость, при которой туманность сплющивается, принимая форму чечевицы, и с ее экватора отделяется вещество. Из выброшенного вещества вокруг туманности образуются плоские кольца, похожие на кольца Сатурна. Лаплас полагал, что газ, выброшенный из туманности, впоследствии конденсируется в планеты. В современных космогонических представлениях сохранились определенные элементы гипотез Канта и Лапласа (идея совместного образования Солнца и планет из единой первичной туманности, роль ротационной неустойчивости), так что они упоминаются здесь не только ради исторического интереса.

Как уже говорилось, в солнечной системе 98% момента количества движения принадлежит планетам и только 2% Солнцу. А если момент количества движения отнести к единице массы (эта величина называется удельным угловым моментом), то различие получается уже не в 50, а в 50 000 раз. Гипотезы Канта и Лапласа этого объяснить не могли. В самом деле, в первичной туманности перед началом сжатия все элементы равноправны и имеют одинаковые угловые скорости. Английский ученый Джинс в начале нынешнего столетия предложил другую космогоническую гипотезу, которая как будто бы позволяла обойти эту трудность. В гипотезе Джинса предполагается, что Солнце,

как и другие звезды, сформировалось без планетной системы, а планетная система появилась только в результате катастрофы: другая звезда прошла рядом с Солнцем настолько близко, что вырвала из его недр часть вещества. В результате конденсации этого вещества образовались планеты.

Можно показать, что вероятность достаточно близкого прохождения двух звезд очень мала и за время существования Галактики в ней могло образоваться лишь очень небольшое количество планетных систем, может быть, даже всего одна — наша Солнечная система. Этот вывод сам по себе заставлял усомниться в правильности гипотезы Джинса, однако его, строго говоря, нельзя рассматривать как решительное возражение. Более тщательное рассмотрение гипотезы Джинса позволило выявить другие аргументы, которые неопровержимо доказывают ее несостоятельность. Удельный угловой момент выброшенного из Солнца вещества не может быть больше, чем угловой момент проходящей рядом звезды. Расчет показывает, что для образования Солнечной системы было бы необходимо, чтобы Солнце и другая звезда встретились со скоростью около 5000 км/сек , а это гораздо больше, чем параболическая скорость в Галактике (300 км/сек). В Галактике звезд, со скоростями, большими параболической, очень мало.

Спектральный анализ показывает, что содержание лития и дейтерия на Солнце гораздо меньше, чем на Земле. Литий и дейтерий «выгорают» в результате ядерных реакций, и если на планетах их больше, то это означает, что планетное вещество отделилось от солнечного еще до того, как в последнем начались ядерные реакции. Наконец, был рассмотрен вопрос о конденсации газового волокна, вырванного из недр Солнца. Температура газа в таком волокне должна быть очень высокой, несколько сотен тысяч градусов. Внутри Солнца газовое давление уравновешивается весом вышележащих слоев, а если газ с такой температурой будет выброшен наружу, он быстро рассеется, если только еще быстрее не остынет. Было подсчитано, что для разлета выброшенного газа будет достаточно нескольких часов, а для остывания необходимо несколько месяцев.

§ 180. Современные представления о происхождении и эволюции Солнечной системы

В конце § 178 отмечалось, что медленное вращение сравнительно холодных звезд возможно объясняется наличием у них планетных систем. Это означает, что звезды и планетные системы образуются в едином процессе, в результате сжатия облака межзвездной газовой-пылевой материи, как и предполагалось в гипотезах Канта и Лапласа. Чем же все-таки объяснить боль-

шое различие углового момента планет и Солнца? Какой механизм может при сжатии протозвезды передать значительную часть момента количества движения на ее периферию, где образовались планеты? Можно показать, что такая передача момента количества движения может быть осуществлена через магнитное поле. Наиболее подробно этот процесс рассмотрел английский астрофизик Хойл, к гипотезе которого мы и перейдем.

Первую часть этой гипотезы мы уже излагали, правда, не называя автора, в § 177, когда говорили о передаче момента количества движения от вращающейся протозвезды к окружающей среде. Когда плотность протозвезды достигает некоторой достаточно большой величины, обмен прекращается и момент количества движения в дальнейшем изменяется мало. Дальнейшее сжатие протозвезды вызывает увеличение угловой скорости, а это приводит к наступлению ротационной неустойчивости. В случае «Протосолнца» ротационная неустойчивость возникла, когда его радиус был приблизительно равен радиусу орбиты Меркурия. В этот момент по экватору «Протосолнца» началось истечение вещества, которое образовало протопланетное облако, имеющее форму диска.

Теперь предположим, что с протозвездой связано дипольное магнитное поле. Вещество протопланетного облака частично ионизовано, и поэтому оно не может свободно двигаться, пересекая силовые линии, оно увлекает их за собой. В результате при образовании протопланетного облака дипольное поле деформируется и приобретает примерно такой вид, как показано на рис. 247. Так как угловая скорость диска меньше угловой скорости протозвезды, силовые линии начнут закручиваться по спирали. При этом они тормозят вращение протозвезды и ускоряют вращение диска. Когда протозвезда сильно затормозится, ротационная неустойчивость исчезает, истечение вещества прекращается и протопланетный диск отделяется от протозвезды.

Расчеты показывают, что этот процесс происходит по-разному у холодных и горячих звезд из-за того, что холодные звезды имеют подфотосферную конвективную зону, а горячие — нет. Если атмосфера протозвезды охвачена конвективными движениями, магнитные силовые линии могут проникать в нее на большую глубину и спиральные витки магнитного поля в основном располагаются внутри протозвезды. Если конвекции нет, витки располагаются снаружи, в диске. При этом диск раскручивается слишком быстро и разрушается, еще не получив от протозвезды сколько-нибудь заметной массы. Протопланетный диск не успевает сформироваться и не может принять на себя существенной доли момента количества движения. В результате

планетная система не образуется, и звезда остается быстро вращающейся.

Мы не можем наблюдать планетных систем у звезд и не знаем, действительно ли связано медленное вращение холодных звезд с наличием у них планетных систем. Поэтому картина, которая была дана выше, является гипотезой, пусть обоснованной

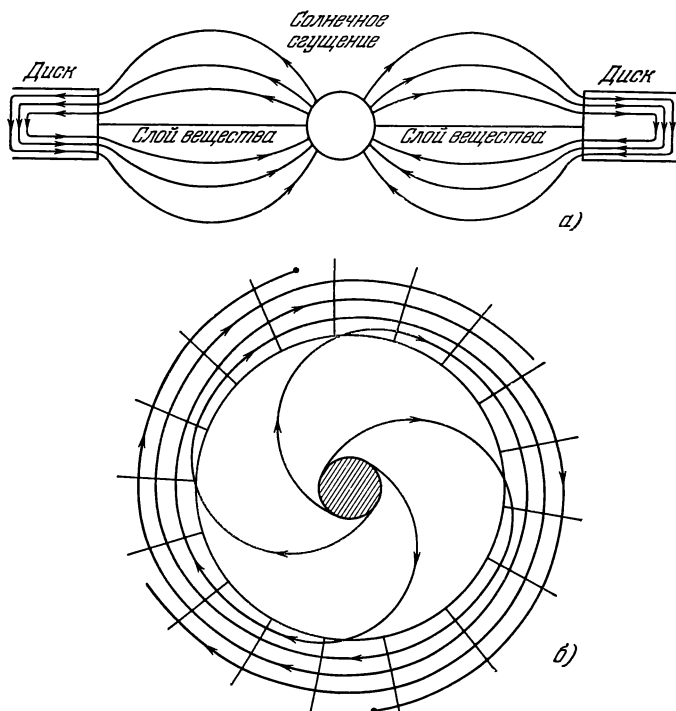


Рис. 247. Вероятная структура магнитного поля протопланетной туманности: а) схематический вид сбоку солнечного сгущения и внутреннего края диска; б) схематический вид в плане верхней половины сгущения. Нижняя половина такая же, только силовые линии имеют противоположное направление.

и весьма вероятной, но все же недоказанной. Проблема образования протопланетного облака и передачи ему момента количества движения является первой частью планетной космогонии. Дальше надо рассмотреть вопрос о конденсации планет из протопланетного облака.

Долгое время считали само собой разумеющимся, что планеты образовались из горячего газа, который постепенно остывал, затем вещество перешло в жидкую фазу, а потом образовалась

твердая оболочка. Первоначально протопланеты (сгустки газа, из которых сконденсировались планеты) содержали значительное количество водорода и гелия.

Планеты земной группы не смогли сохранить легких газов из-за их диссипации.

Однако подробный анализ показывает, что гипотеза образования планет из горячего газа встречает ряд трудностей. Эта гипотеза предполагает, что протопланетное облако должно по каким-то причинам распасться на отдельные протопланеты. При этом мыслится, что протопланетное облако, вообще говоря, не является однородным, в местах наибольшей плотности начинается гравитационная конденсация, и она приводит к образованию протопланет. Оказывается, однако, что предполагаемая масса протопланетного облака (примерно 0,1 массы Солнца) слишком мала для возникновения гравитационной неустойчивости. Кроме того, исследование диссипации атмосфер протопланет показало, что она происходит слишком медленно: «Прото-земля» не успела бы превратиться в Землю.

Советский ученый О. Ю. Шмидт выдвинул предположение, что планеты сконденсировались из относительно холодного газовой-пылевого облака, и эта точка зрения поддерживается многими современными исследователями. Имеются прямые наблюдательные указания на то, что образование звезд происходит в областях, где количество межзвездной пыли особенно велико (глобулы и «слоновые хоботы», пылевые туманности, связанные со звездами типа Т Тельца). Естественно ожидать, что протопланетный диск наряду с газом должен содержать и пыль. Было показано, что вследствие столкновений твердые частицы в протопланетном облаке обмениваются моментом количества движения и энергией. При этом устанавливается такое распределение частиц в пространстве и по скоростям, при котором вероятность столкновений наименьшая. Такое состояние соответствует движению в плоскости по круговым орбитам. Расчет показывает, что пыль соберется в диск, толщина которого должна быть 10^{-3} — 10^{-4} его радиуса.

Такой пылевой диск непрозрачен для солнечного излучения, во всяком случае периферии диска оно достигать не может. Что при этом произойдет с газовой компонентой протопланетного облака? Вблизи Солнца газ прогревается солнечным излучением и вследствие термической диссипации постепенно рассеивается в межзвездном пространстве. В самом пылевом диске температура низкая, и диссипация замедляется. Этим объясняется различие в химическом составе планет типа Юпитера и типа Земли: на периферии диссипация шла более медленно, и легкие газы сохранились; во внутренних частях диска диссипация происходила быстрее, и легкие газы были утеряны.

Орбиты частиц не могли стать точно круговыми из-за взаимных возмущений. Вследствие небольших различий в эксцентриситетах и наклонениях орбит частицы сталкивались между собой, более крупные частицы присоединяли к себе легкую пыль. Можно показать, что большие частицы в таком процессе растут быстрее, чем маленькие, и в результате пылевая материя должна конденсироваться во все более и более крупные тела. Остается несколько наиболее крупных тел, которыми, собственно, и являются планеты.

Эта картина объясняет, почему орбиты планет близки к круговым и расположены в одной плоскости, почему планеты типа Юпитера отличаются от планет типа Земли. Статистическое рассмотрение процесса роста планетных зародышей при определенных предположениях о распределении момента количества движения в диске приводит к правильному закону планетных расстояний.

Количественные расчеты показывают, что Земля достигла современной массы примерно за $2 \cdot 10^8$ лет. К концу этого периода температура в центре Земли достигла 1000°K , а поверхность ее оставалась холодной. Затем происходил разогрев за счет выделения тепла радиоактивными элементами. В дальнейшем температура продолжала повышаться, и это привело к плавлению земных недр и дифференциации их химического состава. Большинство тяжелых элементов сконцентрировалось в центре, более легкие выдавливались наверх и образовали мантию и кору.

Данные геохимии подтверждают, что Земля действительно была вначале в холодном состоянии, а разогревание и дифференциация элементов относятся к более поздним этапам ее эволюции.

О. Ю. Шмидт предполагал, что протопланетное облако образовалось в результате захвата Солнцем пылевой туманности. Если захват происходит нецентрально, то захваченная туманность начнет вращаться и ее момент количества движения может быть весьма велик. Предположение о захвате было выдвинуто О. Ю. Шмидтом именно для объяснения большой доли момента количества движения, приходящейся на планеты. Выше мы видели, что это можно объяснить также при совместном образовании Солнца и протопланетного облака и что многие данные говорят как раз в пользу совместного образования звезд и планетных систем. Главное в гипотезе О. Ю. Шмидта — это идея образования планет из холодных пылевых частиц, та же часть ее, которая говорит о возникновении протопланетного облака путем захвата, по-видимому, потеряла актуальность. Гипотеза О. Ю. Шмидта разрабатывалась в начале сороковых годов нашего столетия, когда роль электромагнитных процессов (таких,

как увлечение ионизованного газа магнитными полями) во Вселенной мало кем понималась, поэтому казалась необходимой чисто механическая идея захвата. Два тела (например, звезда и туманность) не могут соединиться в систему, связанную силой ньютоновского тяготения, если они вначале находились на очень большом расстоянии: они пролетят одно мимо другого с параболической скоростью и снова разойдутся. Захват может произойти только в некоторых специальных случаях при наличии третьего тела и является событием крайне мало вероятным.

История развития и смены космогонических гипотез показывает, что те из них, которые трактовали образование планетной системы как событие исключительное, неизменно терпели крах. Ученому-материалисту трудно примириться с мыслью, что наша Солнечная система чуть ли не единственная в Галактике, а человек — единственный носитель разумной жизни во Вселенной. Эта идея ведет к идеалистической концепции антропоцентризма.

Современная астрономия дает серьезные аргументы в пользу наличия планетных систем у многих звезд, в пользу их типичности, а не исключительности. Обитаемы ли эти планетные системы, и если да, то часто ли встречается во Вселенной разумная жизнь? Трудно найти более волнующий вопрос, но до недавнего времени им занимались исключительно писатели-фантасты. В последние годы эту проблему стали исследовать на серьезной научной основе, начались поиски возможностей установления связи с внеземными цивилизациями.

§ 181. Понятие о космологии

Космология занимается изучением физических свойств Вселенной как целого. В частности, ее целью является создание теории всей охваченной астрономическими наблюдениями области пространства, которую принято называть Метагалактикой.

Как известно, теория относительности приводит к выводу о том, что присутствие больших масс влияет на свойства пространства — времени. Свойства привычного нам евклидова пространства (например, сумма углов треугольника, свойства параллельных линий) вблизи больших масс изменяются или, как говорят, пространство «искривляется». Это искривление пространства, создаваемое отдельными массами (например, звездами), очень мало.

Так, следует ожидать, что вследствие искривления пространства луч света вблизи Солнца должен изменить свое направление. Точные измерения положений звезд вблизи Солнца во

время полных солнечных затмений позволяют уловить этот эффект, правда, на пределе точности измерений.

Однако суммарное действие гравитирующих (т. е. обладающих притяжением) масс всех галактик и сверхгалактик может вызвать определенную кривизну пространства в целом, что существенным образом повлияет на его свойства, а следовательно, и на эволюцию всей Вселенной.

Даже сама постановка задачи определения (на основе законов теории относительности) свойств пространства и времени при произвольном распределении масс чрезвычайно трудна. Поэтому обычно рассматриваются некоторые приближенные схемы, называемые *моделями Вселенной*.

Самые простые из них основаны на предположении, что вещество во Вселенной в больших масштабах распределено одинаково (однородность), а свойства пространства одинаковы по всем направлениям (изотропность). Такое пространство должно обладать некоторой кривизной, а соответствующие ему модели называются *однородными изотропными моделями Вселенной*.

Решения эйнштейновских уравнений тяготения для случая однородной изотропной модели показывают, что расстояния между отдельными неоднородностями, если исключить их индивидуальные хаотические движения (пекулярные скорости), не могут сохраняться постоянными: Вселенная должна либо сжиматься, либо, что соответствует наблюдениям, расширяться. Если отвлечься от пекулярных скоростей галактик, то скорость взаимного удаления любых двух тел во Вселенной тем больше, чем больше расстояние между ними. Для относительно малых расстояний эта зависимость линейна, причем коэффициентом пропорциональности служит постоянная Хаббла. Из сказанного следует, что расстояние между любой парой тел есть функция времени. Вид этой функции зависит от знака кривизны пространства. Если кривизна отрицательна, то «Вселенная» все время расширяется. При нулевой кривизне, соответствующей евклидову пространству, расширение происходит с замедлением, причем скорость расширения стремится к нулю. Наконец, расширение «Вселенной», обладающей положительной кривизной, в некоторую эпоху должно смениться сжатием. В последнем случае в силу неевклидовой геометрии пространство должно быть конечным, т. е. иметь в любой момент времени определенный конечный объем, конечное число звезд, галактик и т. д. Однако «границы» у Вселенной, естественно, не может быть ни в каком случае.

Двумерной моделью такого замкнутого трехмерного пространства является поверхность раздуваемого шара. Галактики в такой модели изображаются плоскими фигурами, начерчен-

ными на поверхности. При растяжении шара увеличивается площадь поверхности и расстояние между фигурами. Хотя в принципе такой шар может неограниченно расти, площадь его поверхности конечна в каждый момент времени. Тем не менее в его двумерном пространстве (поверхности) границ нет.

Кривизна пространства в однородной изотропной модели зависит от значения средней плотности вещества. Если плотность меньше некоторого критического значения, кривизна отрицательна и имеет место первый случай. Второй случай (нулевая кривизна) осуществляется при критическом значении плотности. Наконец, при плотности больше критической — кривизна положительна (третий случай). В процессе расширения абсолютное значение кривизны может меняться, но знак ее остается постоянным.

Критическое значение плотности выражается через постоянную Хаббла H и гравитационную постоянную f следующим образом:

$$\rho_{\text{кр}} = \frac{3H^2}{8\pi f};$$

при $H = 55 \text{ км/сек} \cdot \text{Мпс}$, $\rho_{\text{кр}} = 5 \cdot 10^{-30} \text{ г/см}^3$. Учет всех известных в Метагалактике масс приводит к оценке средней плотности около $5 \cdot 10^{-31} \text{ г/см}^3$. Однако это заведомо нижний предел, так как еще не известна масса невидимой среды между галактиками. Поэтому имеющаяся оценка плотности не дает оснований судить о знаке кривизны реального пространства.

В принципе возможны другие пути эмпирического выбора наиболее реальной модели Вселенной на основе определения красного смещения наиболее далеких объектов (от которых свет, дошедший до нас, был испущен сотни миллионов и миллиарды лет назад) и сопоставления этих скоростей с расстояниями до объектов, найденными другими методами. Фактически таким путем из наблюдений определяется изменение во времени скорости расширения. Современные наблюдения еще не настолько точны, чтобы можно было уверенно судить о знаке кривизны пространства. Можно сказать только, что кривизна пространства Вселенной близка к нулю.

Постоянная Хаббла, играющая такую важную роль в теории однородной изотропной Вселенной, имеет любопытный физический смысл. Чтобы пояснить его, следует обратить внимание на то, что обратная величина $1/H$ имеет размерность времени и равна $1/H = 6 \cdot 10^{17} \text{ сек}$ или 20 миллиардам лет. Легко сообразить, что это есть промежуток времени, необходимый для расширения Метагалактики до современного состояния при условии, что в прошлом скорость расширения не менялась. Однако вопрос о постоянстве этой скорости, о предшествующей и после-

дующей (по отношению к современной) стадиях расширения Вселенной еще плохо изучен.

Подтверждением того, что Вселенная действительно когда-то находилась в некотором особом состоянии, является открытое в 1965 г. космическое радиоизлучение, названное реликтовым (т. е. остаточным). Его спектр тепловой и воспроизводит кривую Планка для температуры около 3°K . [Заметим, что согласно формуле (7.32) максимум такого излучения приходится на длину волны около 1 мм , близкую к доступному для наблюдений с Земли диапазону электромагнитного спектра.] Отличительной чертой реликтового излучения является одинаковость его интенсивности по всем направлениям (*изотропность*). Именно этот факт и позволил выделить столь слабое излучение, которое не удавалось связать ни с каким объектом или областью на небе.

Название «реликтовое» дано потому, что это излучение должно быть остатком излучения Вселенной, существовавшего в эпоху большой ее плотности, когда она была непрозрачна к собственному излучению. Расчет показывает, что это должно было иметь место при плотности $\rho > 10^{-20}\text{ г/см}^3$ (средняя концентрация атомов порядка 10^4 см^{-3}), т. е. когда плотность в миллиард раз превышала современную. Поскольку плотность меняется обратно пропорционально кубу радиуса, то, полагая расширение Вселенной в прошлом таким же, как и сейчас, получим, что в эпоху непрозрачности все расстояния во Вселенной были в 1000 раз меньше. Во столько же раз была меньше и длины волны λ . Поэтому кванты, имеющие сейчас длину волны 1 мм , ранее имели длину волны около 1 мк , соответствующую максимуму излучения при температуре около 3000°K .

Таким образом, существование реликтового излучения является не только указанием на большую плотность Вселенной в прошлом, но и на ее высокую температуру («горячая» модель Вселенной).

О том, была ли Вселенная в еще более плотных состояниях, сопровождавшихся значительно более высокими температурами, в принципе можно было бы судить на основании аналогичного изучения реликтовых нейтрино. Для них непрозрачность Вселенной должна наступить при плотностях $\rho \approx 10^7\text{ г/см}^3$, что могло быть только на сравнительно очень ранних этапах развития Вселенной. Как и в случае реликтового излучения, когда вследствие расширения Вселенная переходит в состояние с меньшей плотностью, нейтрино перестают взаимодействовать с остальным веществом, как бы «отрываются» от него, и в дальнейшем претерпевают только космологическое красное смещение, обусловленное расширением. К сожалению, регистрация таких нейтрино, которые в настоящее время должны обладать энергией

всего лишь в несколько десятитысячных долей электрон-вольт, вряд ли сможет быть осуществлена в скором времени.

Космология в принципе позволяет получить представление о наиболее общих закономерностях строения и развития Вселенной. Легко понять, какое огромное значение имеет этот раздел астрономии для формирования правильного материалистического мировоззрения. Изучая законы всей Вселенной в целом, мы еще глубже познаем свойства материи, пространства и времени. Некоторые из них, например, свойства реального физического пространства и времени в больших масштабах, можно изучить только в рамках космологии. Поэтому ее результаты имеют важнейшее значение не только для астрономии и физики, которые получают возможность уточнить свои законы, но и для философии, приобретающей обширный материал для обобщения закономерностей материального мира.

ПРИЛОЖЕНИЯ

1. Элементы планетных орбит

Планета	Большая полуось орбиты		Сидерический период обращения		Синодический период обращения в сутках
	а. е.	10 ³ км	в тропических годах	в сутках	
Меркурий	0,387099	57,91	0,24085	87,969	115,88
Венера	0,723332	108,21	0,61521	224,700	583,92
Земля	1,000000	149,60	1,00004	365,257	
Марс	1,52369	227,94	1,88089	686,980	779,94
Юпитер	5,2028	778,34	11,86223	4332,587	398,88
Сатурн	9,540	1427,2	29,45772	10759,21	378,09
Уран	19,18	2869,3	84,013	30685	369,66
Нептун	30,07	4498,5	164,79	60188	367,49
Плутон	39,44	5900	248,4	90700	366,74

Планета	Среднее суточное движение	Эксцентриситет орбиты ¹⁾	Наклонение к эклиптике ¹⁾	Долгота ¹⁾	
				восходящего узла	перигелия
Меркурий	14732",4197	0,206625	7° 0' 13",8	47° 44' 16"	76° 40' 32"
Венера	5767,6698	0,006793	3 23 39,3	76 14 11	130 51 20
Земля	3548,1928	0,016729			102 04 41
Марс	1886,5183	0,093357	1 51 00,0	49 10 25	335 58 19
Юпитер	299,1283	0,048417	1 18 21,2	99 56 55	13 31 33
Сатурн	120,4547	0,055720	2 29 26,1	113 13 37	92 04 39
Уран	42,231	0,0471	0 46 22,0	73 43 36	169 51
Нептун	21,534	0,0087	1 46 28,1	131 13 51	44 10
Плутон	14,29	0,247	17 08 24	109 38 02	223 30

¹⁾ На эпоху 1950,0.

2. Физические характеристики планет

Планета	Экваториальный радиус		Сжатие у полюсов	Масса		Плотность, г/см ³	Гравитационное ускорение на экваторе, см/сек ²	Параболическая скорость, км/сек	Сидерический экваториальный период вращения	Наклон экватора к плоскости орбиты	Визуальное сферическое альbedo	Визуальная звездная величина **)
	км	в радиусах Земли		в массах Земли	10 ²⁷ г							
Меркурий . . .	2 437	0,382	0,0	0,055	0,330	5,5	372	4,3	58 ^d ,65	7°	0,06	—0 ^m ,2
Венера	6 050	0,950	0,0	0,816	4,87	5,2	887	10,4	243 ^d ,2 **)	3° 24'	0,76	—4,1
Земля	6 378	1,000	0,0034	1,000	5 98	5,5	981	11,2	23 ^h 56 ^m 4 ^s ,1	23° 27'	0,36	
Марс	3 394	0,531	0,0052	0,107	0,64	3 9	376	5,0	24 ^h 37 ^m 22 ^s ,6	24° 56'	0,16	—1,9
Юпитер	71 400	11,2	0,062	318	1 900	1,3	2 500	61	9 ^h 50 ^m ,5	3° 07'	0,73	—2,4
Сатурн	60 400	9,5	0,103	95,1	568	0,7	1 100	36	10 ^h 14 ^m	26° 45'	0,76	+0,8
Уран	24 800	3,9	0,06	14,6	87	1,6	950	22	10 ^h 49 ^m **)	82°	0,93	+5,8
Нептун	25 050	3,9	0,02	17,2	103	1,7	1 150	24	15 ^h 8±1	29°	0,84	+7,6
Плутон	< 2 900	0,45	—	0,9 *)	5,5 *)	—	—	—	6 ^d ,4	—	> 0,14	+14,7

*) Данные неуверенные.

**) Обратное вращение.

***) Меркурий и Венера в квадратуре, остальные планеты в среднем противостоянии.

3. Спутники планет

Плa- не-та	Спутник	Среднее расстояние от центра планеты, 10^3 км	Сидерический период обращения в сутках	Синодический период обращения	Накло- нение орбиты	Эксцентриситет орбиты	Радиус спутника, км	Масса		Визуаль- ная звездная величина в сред- нюю оппози- цию
								(масса планеты): (масса спутника)	10^{24} г	
Земля Марс	Луна	384,4	27,321661	$29^d 12^h 44^m 02^s,8$	$5^\circ 1'E$	0,0549	1738	81,3	73,4	$-12^m,7$
	1 Фобос	9,4	0,318910	07 39 26,65	$1. 8P$	0,019	14			$+11,5$
	2 Деймос	43,5	1,262441	1 06 21 15,68	$1. 4P$	0,003	8			12,5
Юпи- тер	1 Ио	421,8	1,769138	1 18 28 35,95	0P	Малый и пере- менный	1660	24 000	79	5,5
	2 Европа	671,4	3,551181	3 13 17 53,74	0P		1440	39 800	47,8	5,7
	3 Ганимед	1 071	7,154553	7 03 59 35,86	0P		2470	12 400	153	5,1
	4 Каллисто	1 884	16,689018	16 18 05 06,92	0P		2340	21 000	90	6,3
	5 Амальтея	181	0,498179	11 57 27,6	0P	0,003	80			13,0
	6	11 500	250,62	260,0	28,5B	0,155	60			13,7
	7	11 750	259,8	276,10	28,0B	0,207	20			16,2
	8	23 500	738,9	631,05	R33B	0,38	20			16,2
	9	23 700	755	626	R24B	0,25	11			17,7
	10	11 750	260	276	28,3B	0,140	10			17,9
	11	22 500	696	599	R16,6B	0,207	12			17,5
	12	21 000	625	546	R	0,13	10			18,1
	13	12 400	282							20
Са- турн	1 Мимас	185,7	0,942422	22 37 12,4	1,5P	0,0196	260	15 000 000	0,038	12,1
	2 Энцелад	238,2	1,370218	1 08 53 21,9	0,0P	0,0045	300	8 000 000	0,07	11,7
	3 Тефия	294,8	1,887802	1 21 18 54,8	1,1P	0,0000	600	870 000	0,65	$+10,6$
	4 Диона	377,7	2,736916	2 17 42 09,7	0,0P	0,0021	650	555 000	1,03	$+10,7$

Плa- неа	Спутник	Среднее расстояние от центра планеты, 10^3 км	Сидерический период обращения в сутках	Синодический период обращения	Накло- нение орбиты	Эксцентриситет орбиты	Радиус спутника, км	Масса		Визуаль- ная звездная величина в сред- нюю оппози- цию
								(масса планеты): (масса спутника)	10^{24} г	
Уран	5 Рея	527,5	4,517503	$4^d 12^h 27^m 56^s,2$	0,3P	0,0009	900	250 000	2,3	$10^m,0$
	6 Титан	1 223	15,945452	15 23 15 25	0,3P	0,0289	2 500	4 150	137	8,3
	7 Гиперион	1 484	21,276665	21 07 39 06	0,6P	0,110	200	5 000 000	0,11	14
	8 Япет	3 563	79,33082	79 22 04 56	14,7P	0,029	600	100 000	5	11
	9 Феба	12 950	550,45	536 16	R30P	0,166	150			14,5
	10 Янус	157,5	0,749				300			14
	1 Ариэль	191,8	2,52038	2 12 29 40	0P	0,007	300			15,5
	2 Умбриэль	267,3	4,14418	4 03 28 25	0P	0,008	200			16,0
	3 Титания	438,7	8,70588	8 17 00	0P	0,023	500			14,0
	4 Оберон	586,6	13,46326	13 11 15 36	0P	0,010	400			14,2
Нептун	5 Миранда	130,1	1,414							17
	1 Тритон	353,6	5,87683	5 21 03 27	R20P	0,000	2 000	700	150	13,6
	2 Нереида	6 000?	500			0,7	150	3 000 000	0,05	+19,5

Е — к плоскости эклиптики.

Р — к плоскости экватора планеты

В — к плоскости орбиты планеты

R — обратное вращение по отношению к экваториальной плоскости планеты (спутники Урана имеют обратное движение по отношению к плоскости эклиптики)

4. Перевод единиц СГС в СИ

В астрономической литературе допускается применение системы СГС, в которой основными единицами являются: сантиметр, грамм и секунда. Поэтому ниже приводится таблица для перевода встречающихся в данной книге единиц СГС в общепринятую систему единиц СИ, в которой основными единицами являются: килограмм, метр, секунда, Ампер, Кельвин и свеча.

$$1 \text{ см} = 10^{-2} \text{ м}$$

$$1 \text{ г} = 10^{-3} \text{ кг}$$

$$1 \text{ дин/см}^2 = 0,1 \text{ н/м}^2$$

$$1 \text{ эрг} = 10^{-7} \text{ Дж}$$

$$1 \text{ эрг/сек} = 10^{-7} \text{ Вт}$$

$$1 \text{ кал} = 4,1868 \text{ Дж}$$

$$1 \text{ гс} = 10^{-4} \text{ Т}$$

$$1 \text{ э} = 10^3 \text{ А/м}$$

$$1 \text{ град} = 1 \text{ К}$$

ЛИТЕРАТУРА

Книги по общим вопросам.

- Струве О., Линдс Б., Пилланс Э., Элементарная астрономия, «Наука», 1964.
Дагаев М. М., Лабораторный практикум по курсу общей астрономии, «Высшая школа», 1972.
Всронцов-Вельяминов Б. А., Сборник задач и практических упражнений по астрономии, изд. 6-е, «Наука», 1974.
Миннарт М., Практическая астрономия, «Мир», 1971.
Астрономический календарь. Постоянная часть, изд. 6-е, «Наука», 1973.
Астрономический календарь. Переменная часть, издается ежегодно.

К главам I и III.

- Куликов К. А., Курс сферической астрономии, изд. 2-е, «Наука», 1969.

К главе II.

- Рябов Ю. А., Движения небесных тел, изд. 2-е, Физматгиз, 1962

К главе III.

- Демин В. Г., Судьба Солнечной системы, «Наука», 1975.

К главе VIII.

- Каплан С. А., Элементарная радиоастрономия, «Наука», 1966.
Мельников О. А., Слюсарев Г. Г., Марков А. В., Купревич Н. Ф., Современный телескоп, «Наука», 1968.
Михельсон Н. Н., Оптические телескопы. Теория и конструкция, «Наука», 1976.

К главе IX.

- Пикельнер С. Б., Солнце, Физматгиз, 1961.

К главе X.

- Гуди Р. и Уокер Дж., Атмосферы, «Мир», 1975.
Мартынов Д. Я., Планеты, решенные и нерешенные проблемы, «Наука», 1970.
Вуд Дж., Метеориты и происхождение Солнечной системы, «Мир», 1971.
Куликов К. А., Сидоренков Н. С., Планета Земля, «Наука», 1972.
Жарков В. Н., Внутреннее строение Земли, Луны и планет, «Знание», 1973.
Куликов К. А., Гуревич В. Б., Новый облик старой Луны, «Наука», 1974.

К главе XI

- Каплан С. А., Физика звезд, изд. 3-е, «Наука», 1977.

К главам XII, XIII и XIV.

- Агекян Т. А., Звезды, галактики, Метагалактика, изд. 2-е, «Наука», 1973.
Шкловский И. С., Вселенная, жизнь, разум, изд. 4-е, «Наука», 1976.
Шкловский И. С., Звезды: их рождение, жизнь и смерть, «Наука», 1975.
Ефремов Ю. Н., В глубины Вселенной, изд. 2-е, «Наука», 1977.
Гинзбург В. Л., Как устроена Вселенная и как она развивается во времени, «Знание», 1968.
Уикс Т. К., Астрофизика высоких энергий, «Мир», 1972.
Аллер Л., Атомы, звезды и туманности, «Мир», 1976.

АЛФАВИТНЫЙ УКАЗАТЕЛЬ

- Аберрации** внеосевые 230, 231
Аберрация 126—128
Автоматические межпланетные станции 13, 262—265, 308, 331—333, 335, 342—343, 346—349, 351, 354—363, 367, 371
Адамс 104
Адаптация 245, 246
Азимут 10, 28, 33, 63
— **земного предмета, определение** 161
Азимуты точек восхода и захода 33, 64, 68, 69
Алголь 19, 423
Аль-Баттани 12
Альbedo 332
«Альмагест» 73
Альмукантарат 26, 28
Амальтея 371
Амбарцумян В. А. 458, 501
Амплитуда переменности 423
Аномалия 83
Антиапекс 459, 460
Апекс движения наблюдателя 127, 128
— **Солнечной системы** 459—461
Апоастр 420
Апогей 108
Апсид линия 80
Аризонский метеоритный кратер 388
Ассоциации звездные 458
Астероиды (малые планеты) 124, 125, 165, 307, 375—377
—, **изучение по фотографиям** 247
Астрограф 169
Астроклимат 231
Астролябия призенная 179, 180
Астрометрия 10, 167, 168
— **фотографическая** 167—169
— **фундаментальная** 10
— —, **задачи** 161, 162
Астрономическая единица 119, 121, 122, 345
Астрономические постоянные 10
Астрономия 9—15
— **баллонная** 190
— **внеатмосферная** 190
— **звездная** 10, 453
Астрономия, идеологическое значение 13—15
— **классическая** 10
— **нейтринная** 100
— **общая** 11
— **практическая** 10, 154, 155, 173
—, **практическое значение** 13—15
— **сферическая** 10, 22—41
— **теоретическая** 10, 37, 84
Астроспектроскопия 190
Астрофизика 10, 13, 189, 190
Астрофотография 190, 246
Астрофотометрия 190, 193
Афелий 80
Ахромат 229

Базис 115
Бальмера серия 212, 271
Бальмеровский континуум 212
Барнард Э. 371
Бессель Ф. 126
Бируни 12
Блинк-микроскоп 247, 248
Болид 14, 382, 384, 386, 387
Болометр 254
Болометрическая поправка 400
Боннское обозрение 170
Браге Тихо 79, 378, 441
Брадлей Э. 126
Бредихин Ф. А. 380
Бруно Джордано 79
Брэккета серия 213
Бюро времени международное 140
Бюффон 512

Вега 19, 134, 196, 394
Венера 18, 21, 71, 76, 77, 118, 138, 307, 308, 364
—, **атмосфера** 312, 343, 346—352, 364
—, **вращение** 124, 334, 335
—, **давление на поверхности** 347
—, **диаметр угловой** 344
—, **длительность суток** 345
—, **звездная величина** 197
—, **изображения поверхности** 346
—, **ионосфера** 351, 352

- Венера, исследование с помощью АМС 346—352
 —, кратеры 346
 —, магнитное поле 351, 352
 —, масса 343
 —, облака 344, 345, 350, 351
 —, парниковый эффект 350, 351
 —, период вращения 344, 345
 —, — обращения 345, 524
 —, плотность поверхностных пород 346
 —, попятное движение 71—73
 —, радиолокация 118, 122, 123, 345
 —, радиус 343, 346
 — спектр атмосферы 346, 347
 —, — радиоизлучения 349
 —, температура атмосферы 347—350, 352
 —, — на поверхности 347, 349
 —, фазы 339
 —, элонгация наибольшая 340
 Верньер 172
 Вертикал 25
 Вертикальная (отвесная) линия 23, 25
 Весны начало 38
 Веста 375
 Взаимодействие гравитационное 90, 91
 — слабое 90
 — электромагнитное 89, 90
 Видности кривая 245
 Визирная линия 171
 Водород нейтральный, монохроматическое радиоизлучение 473
 —, —, распределение в Галактике 474, 475
 —, —, распространенность в природе 226
 Возмущающая сила 96—99
 Возмущения 95
 Востока точка 26
 Восход и заход светил 20, 21, 31—33, 35, 67—69
 — — —, вычисление моментов времени 64, 68
 Восхода точка 31, 35
 Вращение синхронное 327, 331
 Времена года 11, 128—130
 Время 10, 13, 41—59
 — атомное 140
 — всемирное (среднее гринвичское) 51—53, 139
 — гринвичское 156, 157
 — декретное 53
 —, единицы измерения 42
 — звездное 42—44, 48—50, 63, 64, 156
 Время летнее 53
 — местное 50—53
 — московское 53
 — неравномерное 139
 — поясное 51—53
 — равномерное (ньютоновское, эфемеридное) 139
 — сезонное 53
 —, системы счета 50—53
 — солнечное истинное 42, 44—48
 — — среднее 42, 45—50, 156
 — среднее 46—50
 — «астрономическое» и «гражданское» 46
 — точное, определение 155, 157
 Вселенная 9, 14—17, 73, 78, 79, 90, 126, 167, 392, 500, 519—523
 —, модели 520
 —, расширение 520
 Вспышки на Солнце 325, 326
 — новых и сверхновых звезд 438—443
Вуд 256
 Высота 27, 28, 30, 31, 33—35, 38, 39, 41
 Газ вырожденный 201
 — межзвездный 468
 — межпланетный 307
 Газово-пылевые комплексы 468, 473
 Галактика («наша Галактика») 16, 167, 430, 431, 438, 448, 469, 484, 487, 492, 497
 —, вращение 461, 462
 —, — дифференциальное 462
 —, диаметр 454
 —, магнитное поле 475, 480, 481
 —, общая структура 481—483
 —, подсистемы (составляющие) 455
 —, распределение нейтрального водорода 474, 475
 —, рукава спиральные (ветви) 481—483
 —, структура 453—455
 —, центр 453, 454
 —, центральное сгущение (ядро) 454, 481
 Галактики 16, 449, 450, 484—499, 520
 — взаимодействующие 489
 — взрывающиеся 493
 —, вращение 491
 —, линейные размеры 491
 —, массы 491, 492
 — неправильные 487
 —, определение расстояний 489

- Галактики пекулярные 487
 —, светимость 491
 — сейфертовские 493, 494
 —, скопления 497—499
 —, спектры 487, 489
 — спиральные 484, 486, 487
 —, удаление от нас 490, 491
 —, центральные сгущения 492
 —, эволюция 510—512
 — эллиптические 484
 Галактическая корона 480
 Галилеевы спутники Юпитера 371
Галилей Г. 79, 84, 228, 307, 327, 371, 372
Галле 104
Галлей Э. 378
 Гамма-лучи 191, 192
 Ганимед 371
Гаусс К. Ф. 375
 Гелий, распространенность в природе 226
Гендерсон Т. 126
 Геонд 117
Герцшпрунг Э. 401
Гершель В. 103, 307, 452
 Гид 234
 Гидальго 124, 376
 Гипотезы космогонические 512—519
Гиппарх 12, 197
 Глаз, порог чувствительности 245
 Глобулы диффузной материи 501
 Год високосный 54, 57
 — галактический 462
 — драконический 152
 — звездный 78, 135, 136
 — календарный 54—57
 — простой 54
 — световой 119
 — тропический 42, 48, 54—56, 135, 136, 139, 140
 Горизонт видимый 25, 39—41
 — математический (истинный) 25, 27, 28, 30—33
 Гранулы 285, 286
Григорий XIII 55
Гюйгенс Х. 84, 372
- Движение возмущенное и невозмущенное 95, 96
 — небосвода суточное 19, 31
 Деймос 362
 День полярный 39—41, 70
 —, продолжительность 38—41, 70
 Деферент 73, 74
Джинс Дж. 513, 514
- Диаграмма спектр — светимость (Герцшпрунга — Рессела) 401—405, 407—409, 413, 432, 434, 436, 456
 — — —, последовательность главная 402
 — — —, — сверхгигантов 408
 — цвет — видимая звездная величина 456—458
 Диаметр угловой 123
 Дисперсия линейная и угловая 257
 Диссипация волн 287
 Дифракция 237
 Дни юлианские 57, 58
 Долгота восточная и западная 23
 — восходящего узла 82, 93
 — в эпоху t 83
 — географическая 23, 50—53
 — —, определение 156, 157, 159, 160
 — геомагнитная 321
 — периастра 421
 — перигелия 96
 — эллиптическая 36, 37, 44, 45
 Доплеровская ширина спектральной линии 220
 Доплеровское смещение 217—221
Дрейер 170
 Дрожание атмосферное 238
- Европа 371
- Зависимость период — светимость 432, 433
 Задача двух тел 91, 92
 — трех и более тел 102, 103
 Закон всемирного тяготения Ньютона 79, 89, 104
 — Гаусса распределения случайных величин 200, 201
 — Кассини 145
 — Кирхгофа 208
 — смещения Вина 207
 — Стефана — Больцмана 207
 — Шперера 304, 305
 Законы Кеплера 79—81, 92—95
 — Ньютона движения тел 84, 85
 Запада точка 26
 Запрещенные линии 214
 Затмения, количество в течение са-
 роса 152, 153
 — лунные 148—153
 — —, количество в году 152
 — —, условия наступления 149—153
 — солнечные 147—153, 236
 — —, количество в году 151, 152
 — —, полоса тени 148
 — —, условия наступления 149—153

- Затмения солнечные, фаза полного затмения 148
 Захода точка 31, 35
 Звезда, ближайшая к Солнцу 119
 Звездная величина 196, 197
 — абсолютная 398, 399
 — болометрическая 198, 400
 — визуальная 198, 396, 399
 —, измерение 252, 253
 — фотовизуальная 396
 — фотографическая 198, 396
 — фотоэлектрическая 198
 Звезды 16, 18—20, 35, 87, 194, 196, 392
 —, абберационное смещение 126, 128
 —, атмосферы 414
 — верхней части главной последовательности 411
 — визуально-двойные 419, 421
 —, гарвардская классификация 393—395
 — гиганты 402, 404, 408, 412—416
 — красные 413
 — главной последовательности 402, 404, 411, 415, 416
 — главные (часовые) 164, 165
 — горячие 213, 411
 — движение относительно Солнца 458
 — двойные (оптические и физические) 418, 419
 —, элементы орбиты 420, 421
 — долгопериодические переменные 435
 —, зависимость звездная величина — температура 407
 —, радиус — светимость — масса 407
 —, светимость — масса 408
 —, светимость — радиус 408
 — затменные переменные 419, 423
 — —, период 423
 —, излучение 222—224
 —, изображения на фотографиях 246, 247
 — карлики 402, 404, 416, 436
 — белые 404, 408, 413, 415, 416, 447
 —, классы светимости 403, 404
 —, коллапс 413, 414
 — красные полуправильные переменные 435
 —, кульминация верхняя 35
 —, массы 408
 —, модели 411
 —, наружные конвективные оболочки 412
 — нейтронные 413, 445—447
 — неправильные переменные 435
 — нижней части главной последовательности 412
 — новые 429, 438
 —, небулярная стадия 441
 — повторные 438
 —, спектр 440, 441
 — опорные 162
 —, определение размеров 406
 — переменные 419, 423—445
 —, изучение изменений блеска по фотографиям 247
 —, плотность атмосферы 415, 416
 —, в центре 411
 —, происхождение и эволюция 500
 —, пространственные скорости 458
 — пульсирующие переменные 430, 436
 —, радиус внутренней конвективной зоны 414
 —, радиусы 408
 —, распределение в Галактике 451
 —, расширение спектральных линий 219
 — рентгеновские 446, 447
 — сверхгиганты 400, 404, 415, 416
 — сверхновые 429, 441—443, 445
 —, собственные движения 166
 — спектрально-двойные 419, 426
 —, спектры 392, 426, 430, 434, 435, 437, 438, 440, 441
 — субгиганты 404
 — субкарлики 404, 412
 —, температура в недрах 277, 278, 410
 —, эффективная 405, 406
 — типа Вольфа — Райе 426, 438
 — Миры Кита 435
 — Ве 437, 438
 — RR Лиры 433, 458
 — RV Тельца 434
 — RW Возничего 437
 — Т Тельца 437
 — UV Кита 437
 — W Девы 431
 — β Цефея 434
 — μ Цефея 435
 — физические переменные 429
 —, физические условия в недрах 410
 — цефеиды 430—433, 436
 —, часовые углы восхода и захода 67, 68
 —, шкала эффективных температур 405
 — эруптивные переменные 429, 436
 Землетрясения 309, 310

- Земля 16, 22—24, 30, 37—42, 70, 71, 73, 75—79, 87—89, 98—102, 114—119, 126—140, 148—151, 159, 160, 218, 307—326, 337, 362, 364
 —, атмосфера 64, 65, 309, 312, 338, 352, 364
 —, внутреннее строение 309—311
 —, вращение 30, 41
 —, гидросфера 309, 311
 —, движение вокруг Солнца (движение по орбите) 37, 41, 42, 71, 126
 —, — оси 132
 —, — полюсов по поверхности 136
 —, диаметр тени на расстоянии Луны 148
 —, диссипация атмосферных газов 317, 318
 —, доказательство вращения 130
 —, зарождение жизни 311, 315
 —, изменения скорости вращения 138
 —, концентрация электрических зарядов в атмосфере 318, 319
 —, кора 310, 311
 —, кривизна поверхности 115
 —, литосфера 309, 310
 —, магнитное поле 320, 321
 —, мантия 310
 —, масса 104
 —, момент инерции 309
 —, наклон оси вращения 37, 38, 128
 —, неравномерность вращения 138
 —, определение радиуса 114
 —, ось вращения 22, 37, 38, 133, 134
 —, — —, движение прецессионное и нутация 133
 —, парниковый эффект 311
 —, период вращения 138
 —, плотность 104, 309, 310
 —, — атмосферы 316, 317
 —, радиусы 67, 116
 —, расстояние от Солнца среднее 119
 —, сжатие 112
 —, скорость движения круговая 81, 127
 —, температура внутренних слоев 310, 311
 —, ускорение силы тяжести 88, 104
 —, форма 114, 115
 —, ядро 310
 Зенит 25
 —, полярное расстояние и склонение 31
 Зенитное расстояние 27, 28, 31, 33—35, 63, 67
 — — видимое и истинное 64, 65
 — —, вычисление 63
 Зенитное расстояние точки в момент восхода и захода 67
 Зенит-телескоп 179
 Зимы начало 39
 Зодиакальный свет 293, 390
 Зоны Н I и Н II 471—473
Зундман 102
 Избыток цвета 464, 465
 Излучение абсолютно черного тела 206
 — монохроматическое 195
 — равновесное 206
 — реальных тел 210
 — слоя оптически толстого 211, 212, 222
 — — — тонкого 211
 — тепловое 206
 — электромагнитное 190
Изотов А. А. 116
 Икар 124, 376
 Интеграл энергии 92
 Интенсивность 195
 Интерферометр звездный 406
 Ио 371
 Ионизация 209
 Ионосфера 318, 319
 Искусственные спутники Венеры 263, 348
 — — Земли 13, 15, 106, 116, 261, 475
 — — Луны 262, 332
 — — Марса 262, 354, 356
Йолли 104
 Календарь 13, 54
 Калибровка негатива 248
 Каллисто 371
Кант И. 512
 Капское обозрение 170
 Карты звездные 30
Кассини Ж. 145
 Каталоги Мессье и NGC 170
 — положений (звездные) 30, 169
 Квадратуры восточная и западная 72, 76
 — Луны 101
 Квазары и квазаги 495
Кеплер И. 12, 79, 80, 84, 442
 Класс светимости 403, 404
 Колориметрия 397
 Комета Биэлы 379, 380
 — Галлея 379

- Кометы 14, 16, 18, 378
 —, голова 380
 —, движение 125
 —, изучение по фотографиям 247
 —, кома 380, 382
 — короткопериодические 379
 —, масса 380, 382
 — периодические 378, 379
 —, состав 382
 —, хвост 380—382
 —, ядро 380, 382
 Конфигурации планет 71—73, 76
 Координаты гелиографические 267
 — географические 10, 20
 — геоцентрические 66
 — небесные 27, 33—39
 —, изменение при суточном движении 33
 —, определение по фотографиям 168, 169
 —, переход от одной системы к другой 63
 —, система горизонтальная 27, 30
 —, — экваториальная вторая 29, 37, 136
 —, — — первая 27, 136
 —, — — эклиптическая 35, 136
 — — экваториальные видимые и истинные 169
 — — — методы определения 162
 — — — средние 169
 — топоцентрические 66
Коперник Н. 12, 75, 76, 79, 228
 Кордовское обозрение 170
 Коронограф внезатменный 237
 Корпускулярные потоки 302
 Космические аппараты, движение 111, 112
 — исследования 190
 — лучи 302, 323, 448, 477, 479
 Космогония 10, 90
 Космология 11, 519
 Красное смещение 490
Красовский Ф. Н. 116
 Кривая блеска 423
 — лучевых скоростей 427
 Круг вертикальный (вертикал) 26
 — — (инструмент) 173
 — меридианный 176
 — позиционный 160
 — равных высот 160
 — часовой (круг склонения) 28
 — широты 36
 Кульминация верхняя 33—35, 41—44, 46, 48
 — нижняя 33—35, 41—44, 46
Кэвендиш 104
 Лагранж 102, 103, 376
 Лаймана серия 213
Лаплас П. 513
 Ларморовский радиус 323
Леверрье У. 104
 Леониды 384
 Лета начало 38
 «Летающая» звезда Барнарда 166
 Либрации Луны 145
 Лимб 172, 173
 Линии поглощения межзвездные 472
Лио Б. 237
 Лириды 384
Ломоносов М. В. 343
Луллий 55
 Луна 16, 18, 20, 21, 35, 65, 87, 88, 97—102, 118, 138, 139, 141, 244, 307, 326, 376, 526
 —, атмосфера 337, 338
 —, благоприятное время наблюдений 330
 —, болота 327
 —, возмущающая сила движения 97
 —, восход и заход 20, 35, 67
 —, высота гор 330, 331
 —, горные районы 327
 —, — хребты 328
 —, горы 330, 331, 336
 —, грунт 335
 —, движение видимое 142
 —, — вокруг Земли 141, 145
 —, — перигея орбиты 141
 —, — по созвездиям 21
 —, — узлов орбиты 141, 142
 —, длина тени 148
 —, заливы 327
 —, затмения см. *Затмение лунное*
 —, звездная величина 197
 —, зенитное расстояние в моменты восхода и захода 67
 — «искусственная» 237
 —, кратерные моря 329
 —, кратеры 328, 336, 337
 —, либрации 145, 330, 331
 —, магнитное поле 336
 —, масса 105, 106, 326
 —, материки 327
 —, моря 327, 336
 —, наклон оси вращения 145
 —, обратная сторона 331, 332
 —, озера 327
 —, определение высоты образований 330, 331
 —, орбита 141, 142
 —, —, наклон к плоскости эклиптики 141, 149
 —, —, полуось большая 141

Луна, параллакс горизонтальный 67
 —, период обращения вокруг Земли 141
 —, периоды обращения 144
 —, плотность средняя 327
 —, происхождение образований 336, 337
 —, радиус 326
 —, — угловой 67
 —, расстояние от Земли в перигее и апогее 141, 148
 —, — — среднее 141
 —, рефракция краев диска 65
 —, светлые лучи 337
 —, талассоиды 332
 —, температура поверхности 333, 334
 —, узлы орбиты 141, 142, 150, 151
 —, условия видимости 142
 —, фазы 142, 152
 —, форма 114, 142
 —, цирки 329, 337
 —, часовой угол восхода и захода 67
 Лунное неравенство 105
 Лунотрясения 336
 Луноходы 308, 335

Магеллан Ф. 59

Магеллановы Облака 432, 484, 493
 Магнитные бури 324—326
 Магнитопауза 324
 Магнитосфера 324
 Мазеры космические 475, 476
 Марс 21, 118, 121—123, 307, 308, 352, 362, 364
 —, атмосфера 358, 360, 364
 —, вулканы 357
 —, горы 357
 —, давление у поверхности 358
 —, диаметр угловой 352
 —, жидкое ядро 357
 —, звездная величина 197
 —, исследование с помощью АМС и искусственных спутников 264, 356—358, 360—362
 —, кратеры 357
 —, масса 352, 525
 —, материка 353
 —, наклон экватора к плоскости орбиты 352
 —, облака 354
 —, озера (оазисы) 353
 —, период вращения 352
 —, полярные шапки 353, 357, 360
 —, попятное движение 72, 73
 —, продолжительность года 353

Марс, противостояния великие 121
 —, пылевые бури 354
 —, радиолокация 118
 —, радиус экваториальный 352
 —, расстояние от Земли в противостояниях 340
 —, сезонные изменения 361
 —, сезоны года 352, 353
 —, спутники 307, 362, 526
 —, темные области (моря) 353
 —, температура поверхности 357
 —, ускорение силы тяжести на поверхности 352
 —, фазовый угол 340
 —, форма 123
 —, фотографии поверхности 308
 —, характер поверхности 356, 357
 Масса воздушная 272
 Массы дефект 279
 Массы небесных тел, определение 104
 Масштаб изображения 231, 232
 Маятник Фуко 130, 131
 «Мегале синтаксис» 73
 Международная Служба широты 137
 Межзвездная среда 471, 472, 475
 Мезопауза 315
 Мезосфера 315
 Менделеев Д. И. 212
 Мера эмиссии 470
 Меридиан географический 22
 — — нулевой (начальный, Гринвичский) 23, 47, 50, 156
 — — основной 52
 — небесный 26, 27
 Меркурий 21, 71, 76, 77, 90, 118, 138, 139, 307, 340, 364
 —, атмосфера 343, 364
 —, вращение 341
 —, год 341
 —, звездная величина 197
 —, магнитное поле 343
 —, определение массы 106
 —, период обращения вокруг Солнца 340
 —, плотность средняя 340
 —, поверхность 343
 —, попятное движение 71—73
 —, радиолокация 118, 122, 123, 341
 —, радиус 340
 —, расстояние от Солнца 119
 —, температура 343
 —, ускорение силы тяжести на поверхности 340
 —, фазы и фазовый угол 339
 —, элонгация наибольшая 340
 Мессье 170
 Местная группа 497

Место географическое светила 159
 — нуля круга (место зенита) 173
 Месяц аномалистический 145
 — драконический 145, 151
 — сидерический (звездный) 141, 144, 145
 — синодический (лунный) 144, 146, 151
 — тропический 145
 Метагалактика 519, 521
 Метеориты 14, 376, 382, 386—388
 Метеорные потоки 307, 383, 384
 — (метеоритные) тела 16, 307
 — —, движение 125
 — частицы 386
 Метеоры 14, 383—386
 Метонов цикл 56
 Механика небесная, основные законы 84
 Микрофотометр 249
 Млечный Путь 16, 208, 448, 452, 462, 463
 Модуль расстояния 309, 450
 Молекулы межзвездные 475
 Момент прохождения планеты через перигелий 83
 — — спутника звезды через периастр 421
 Монтировка телескопа 228, 233, 234

Надир 25
 Наклонение плоскости орбиты 82, 420, 421
 — эклиптики к экватору 134, 135
 Небесная механика 10
 Небесные тела (светила) 10, 14, 15, 19, 24, 25
 — —, движение 26, 36
 — —, определение расстояний 117, 399, 467
 — —, химического состава 225
 — —, положение на небе 24, 25
 — —, происхождение и эволюция 500
 Небесный свод (небо) см. *Сфера небесная*

Небо звездное 18, 19
 Нептун 12, 21, 73, 307, 373
 —, большая полуось орбиты 374
 —, диаметр угловой 374
 —, звездная величина 197
 —, масса 374
 —, открытие 103
 —, период вращения и обращения 374
 —, плотность средняя 374
 —, попятное движение 73

Нептун, радиус линейный 374
 —, спутники 307, 374, 527
 —, фазовый угол 340
 —, форма 123
 Неравенства элементов 96
 Новолуние 143, 144
 Новый год 56
 — стиль 55
 Нониус 172
 Ночь белая 70
 — полярная 40, 41
 —, продолжительность 39—41, 70
 Нутация земной оси 133, 134
Ньютон И. 12, 79, 84, 85, 87, 88, 229

Облака молекулярные 475
 Области звездообразования 476, 477
 Обозрения неба 170
 Обращения период 421
 — — сидерический (звездный) 78
 — — синодический 78
 Общая теория относительности 90
 Объект точечный 196
 Объектив 170, 171, 228—232
 Озоносфера 315
 Окуляр 170, 171, 228, 229
Оорт Я. 382
 Оптико-акустический преобразователь 254
 Оптическая плотность 203
 — толщина (глубина) 203—205, 281
 Орбит определение 84
 Орбиты планет 75, 80, 82—84
 — —, элементы 82
 Ориентировка астрономическая, при-
 менение 13
 Освещенность 194, 196, 197
 Осени начало 38
 Ось мира 26
 — оптическая 171
 Отвеса уклонение 24
 Отвесная (вертикальная) линия 23, 25, 30
 Относительное отверстие 231

Паллада 375
 Параллакс годичный 119, 121, 450
 — горизонтальный 66, 67, 120, 121
 — — экваториальный 67, 117, 118, 120
 — групповой 451
 — относительный, определение 168, 169
 — спектральный 405, 450, 451

- Параллакс средний 451
— суточный 66, 67, 119
— тригонометрический 121, 450
Параллели географические 22
Параллель небесная (суточная) 26, 29, 31—34
Парниковый эффект 311, 350, 351
Парсек 119
Пассажный инструмент 178
Пашена серия 213
Перемены даты линия 58
Периастр 420
Перигей 108
Перигелий 80
—, расстояние от узла угловое 82, 83
Персеиды 384
Пиации 375
Пирелиометр 272
Планеты 16, 18, 21, 71, 75—78, 138, 139, 307
— большие, вращение 124
— —, движение вокруг Солнца 124
— верхние 71, 72, 76, 78
—, восход и заход 35
— гиганты 307
—, движение видимое 21, 71, 75—77
—, — истинное 75, 80
—, — попятное 21, 71—74, 76
—, — прямое 21, 71, 72, 77
— земной группы 362, 364
—, конфигурации 71—73, 76
— малые, см. *Астероиды*
—, наблюдение с помощью различных устройств 308
—, наблюдения деталей 245
— нижние 71, 72, 77, 78
—, определение положения на орбите 84
—, период обращения 81
—, происхождения 512
—, расстояние от Солнца 80, 376, 377
—, скорость движения 81
— типа Земли и типа Юпитера 307
—, часовые углы восхода и захода 67
Плеяды 456
Плотность звездная 451
—, критическое значение 521
Плутон 21, 73, 307
—, блеск 374
—, диаметр 374
—, звездная величина 197
—, наклонение орбиты 375
—, определение массы 106
—, плотность 375
—, попятное движение 73
—, расстояние от Солнца среднее 119, 124, 375
Плутон, фазовый угол 340
—, эксцентриситет орбиты 375
Поверхность Мохоровичича 310
— равновесия 117
— уровенная 117
Поглощательная способность 208
Поглощение света межзвездное 464—467
Поглощения коэффициент 204—206, 208
Показатель цвета 397, 398
Покраснение света межзвездное 464
Покрывают звезды, планет и Солнца Луной 147
Полдень 43, 44
Полнолуние 143
Полночь истинная 44
— средняя 46, 48—50
Положение светил видимое 10, 15, 18, 24, 25, 27
Полоса пропускания приемника 194
Полуденная линия 26, 28
Полуось большая орбиты 80, 83, 420
Полушария Земли 22
— небесной сферы 26
Полус географический северный 22, 32
— — —, движение 136
— — южный 22, 34
— магнитный 321
— мира, высота над горизонтом 30
— —, движения 133, 134
— —, зенитное расстояние 31
— —, положение среди звезд 128
— — северный 19, 20, 26, 28, 32
— — южный 26, 29, 32, 33
Полусы эклиптики 36, 134
— —, перемещение 134
Поляризации степень 215
Поляризация излучения 215, 216
Полярная звезда 20, 136, 138
Полярное расстояние 29, 31
— сияние 321, 324
Полярные круги 22, 40
Поправка часов 155—159, 164
— —, определение 157—159
Попятное движение 71—73, 76, 77
Порог чувствительности 245
Постоянная Больцмана 199
— газовая универсальная 198, 199
— гауссова 86
— гравитационная 86
— Планка 192
— Стефана — Больцмана 207
— тяготения 86, 104
— Хаббла 490, 521

- Поток излучения (поток световой) 194—196
- Почернение негатива 248
- Пояса тепловые 22, 40, 129
- Прецессия лунно-солнечная 133
- общая годовая в экваторе 134, 135
- — — — эклиптике 134
- планетная 134
- Приемники излучения тепловые 254
- Призма объективная 257, 258
- Приливы и отливы 99
- Проксима Центавра 119, 124
- Противосияние 390
- Противостояние 72, 77
- великое 121, 122
- Протон-протонная реакция 279
- Протуберанцы 226
- Профиль спектральной линии 219
- Прямое восхождение 29, 30, 34—37, 43—45, 63
- —, вычисление 63, 177
- —, методы определения 163—165
- Птолемей К.* 12, 73, 75, 79
- Пульсары 443—445
- рентгеновские 446
- Пыль межзвездная 462
- Равноденствие весеннее** 48
- каталога 170
- Равноденствия весеннего день 38, 39
- — точка 29, 36, 37, 38, 42—45
- осеннего день 38, 39
- — точка 36—38
- Радикант 384
- Радиационные пояса 323
- Радиоастрономия 10, 189, 260
- Радиоволны 191—193
- Радиогалактики 194, 494
- Радиоинтерферометр 242—244
- Радиолокация небесных тел 118, 265, 341, 344, 346
- Радиотелескоп 238—242
- Радиус-вектор 83
- Разрешающая сила спектральная 256
- Ракетная астрономия 261
- Рассеяние атомное 271
- рэлеевское 320
- Расстояния в астрономии, единицы 119
- до галактик 489
- — звезд 450, 451
- — —, метод спектральных параллаксов 405, 451
- — небесных тел, определение 117, 118
- Рентгеновские источники излучения 445
- Рессель* 401
- Рефлектор 229—234
- Самопоглощение 211
- Сарос 152, 153
- Сатурн 21, 76, 307, 374
- , атмосфера 372
- , звездная величина 198
- , зоны 372
- , кольца 372, 373
- , масса 371, 372
- , период вращения экватора 372
- , — обращения 371
- , попятное движение 73
- , радиоизлучение 372
- , радиус экваториальный 371
- , сжатие 372
- , спутники 307, 527
- , темные полосы 372
- , температура 372
- , ускорение силы тяжести на экваторе 371
- , фазовый угол 340
- , форма 173
- Сверхгалактика 499
- Светила восходящие 32, 33, 39, 40
- заходящие 32, 33, 39, 40
- невосходящие 32, 33, 39—41
- незаходящие 32, 33, 39—41
- Светимость 195, 401
- Светофильтр 258, 259
- Свечение ночного неба 320
- Севера точка 27
- —, полярное расстояние 31
- —, склонение 31
- Сейсмические волны 310
- Сейсмология 309
- Секки А.* 255
- Секстант 174, 175, 176
- Секунда эфемеридная 140
- Сжатие сфероида 116, 144
- Сидерический период обращения 78
- Сизигии 101
- Сила тяготения 10, 88
- тяжести 13, 23, 88, 89
- — на поверхности Земли 89
- —, зависимость от массы и формы тел 86, 87
- Синодический период обращения 78
- Синодического движения уравнения 78
- Сириус 18, 136, 422
- Система мира гелиоцентрическая Коперника 12, 75, 76
- — геоцентрическая Птолемея 12, 73, 75

- Скалигер Ж.* 58
 Склонение 28—35, 37—39, 63
 —, вычисление 63
 —, методы определения 162—166
 Скопления звездные 448, 455, 456
 — —, диаграмма цвет — видимая
 звездная величина 456, 457
 — —, рассеянные 456, 457
 — —, шаровые 455—458
 Скорость гелиоцентрическая 112, 113
 — гиперболическая 92
 — звезды лучевая 219, 459
 — — тангенциальная 458
 — круговая 81, 92, 107, 113
 — относительно Земли вторая косми-
 ческая 112
 — — — первая космическая 107
 — — — третья космическая 113
 — — Луны параболическая 327
 — параболическая 92, 111, 112
 — распространения радиоволн 118
 — света 127
 — среднеквадратичная 201
 — электромагнитных волн 190
 «Слоновые хоботы» 501
 Служба времени 13, 154
 — Солнца 237
Снеллиус 115
 Собственное движение звезд 166, 167
 — —, изучение по фотографиям 216,
 247
 — —, определение 168
 Соединение планеты с Солнцем верх-
 нее 71, 76
 — — — — нижнее 71, 77
 Созвездия 18, 19
 — зодиакальные 21
Соизген 54
 Солнечная постоянная 272, 274
 — система 307
 — —, движение 461
 — —, изучение методом радиолока-
 ции 265
 — —, происхождение 514, 515
 — —, строение 124, 125
 Солнечный ветер 297
 Солнце 16, 18, 20, 21, 35—44, 46—48,
 66, 69—73, 75, 76, 79—83, 86, 87,
 97—99, 101, 139—144, 147—153,
 163—166, 192, 213, 218, 225, 226,
 244, 266—306, 315, 410, 414—416,
 509
 —, активные области в короне 303,
 304
 —, — образования в атмосфере 297
 —, атмосфера 280, 297
 —, в зените 40, 41
 Солнце, внешние слои атмосферы
 287
 —, восход и заход 19, 21, 37—41
 —, вращение 267
 —, вспышки 324
 —, высота в нижней кульминации 70
 —, — полуденная 11, 37—39
 —, — — максимальная 39—41
 —, — — минимальная 39—41
 —, грануляция 285, 286
 —, группа пятен 299
 —, давление в недрах 278
 —, движение видимое для наблюда-
 теля на полюсе 39, 40
 —, — — — экваторе 40, 41
 —, — годовичное 44, 45, 76
 —, — среди звезд видимое 21, 35—
 37
 —, — суточное на разных широтах
 39
 —, затмения см. *Затмение солнечное*
 —, звездная величина абсолютная 399
 —, — — — болометрическая 400
 —, — — видимая 197, 389
 —, зенитное расстояние в моменты
 восхода и захода 67
 —, зона лучистого равновесия 280
 —, излучение 222—225, 274
 —, — короны 292, 293
 —, — корпускулярное 326
 —, изменение экваториальных коор-
 динат 37—39
 —, интенсивные линии в спектре 270,
 271
 — истинное 42, 47
 —, класс светимости 404
 —, конвективная зона 280, 285
 —, концентрация частиц в короне 293,
 294
 —, координаты гелиографические 267
 —, корона 214, 221, 236, 280, 287,
 290—297
 —, — внешняя 290
 —, — внутренняя 290, 292
 —, — франгоферова 293
 —, корональные конденсации 303
 —, кульминация к северу от зенита
 41
 —, — — югу от зенита 40, 41
 —, магнитное поле 297, 306
 —, максимум активности 304
 —, масса 105, 106, 266
 —, меридиан начальный 267
 —, место в Галактике 454
 —, минимум активности 304
 —, модуль внутреннего строения 279
 —, мощность излучения 272

- Солнце, наклон плоскости экватора к плоскости эклиптики 267
- , объем 266
 - «однородное» 277, 278
 - , определение температуры короны 295
 - , ось вращения 267
 - , параллакс горизонтальный 273, 274
 - , — экваториальный 121, 122
 - , период вращения сидерический 267
 - , — синодический 267
 - , плотность вещества 266, 276—278
 - , поры 298
 - , построение модели фотосферы 281—285
 - , потемнение диска к краю 281
 - , приборы для исследования 259
 - , протуберанцы 302, 303
 - , протяженность короны 294, 295
 - , прямое восхождение 35
 - , пульсации 431
 - , пятна 298—300
 - , радиоизлучение 295, 302
 - , радиус линейный 266
 - , — угловой 67, 68, 232, 266
 - , рентгеновское излучение 302
 - , рефракция краев диска 65
 - , сверхкорона 297
 - , склонение 35, 38, 39, 128
 - , скорость в пространстве 459, 460
 - , спектр 268
 - , — вспышки 288
 - , — короны 292, 294
 - , спектральный класс 394, 403
 - среднее 41, 46, 48
 - — экваториальное 45, 46, 48
 - — эклиптическое 45
 - , строение внутреннее 275, 276
 - , температура атмосферы 237
 - , — в недрах 277, 278
 - , — внешних слоев 274
 - , ускорение силы тяжести на поверхности 266
 - , факелы 297, 303
 - , флоккулы 300
 - , фотосфера 280, 290
 - , химический состав 271
 - , хромосфера 280, 288
 - , хромосферные вспышки 300
 - , центр и цикл активности 304
 - , часовой угол восхода и захода 68
 - , экватор 267
 - , энергия с 1 см^2 поверхности 224
- Солнцестояния зимнее и летнее 36—40, 45, 70
- Сомнеровы линии 160, 161
- Спектр новой звезды 440
- электромагнитного излучения 190
- Спектральная классификация 392
- характеристика приемника излучения 245
 - чувствительность 194
- Спектральные линии 212, 213, 219—221, 225
- — в магнитном поле 216
- Спектроболометр 272, 274
- Спектрогелиограмма 259
- Спектрогелиограф 259, 289
- Спектрогелиоскоп 259
- Спектрограф 255—257
- Спектрометр 255
- Спектры линейчатый, непрерывный и поглощения 208—212
- Спикулы 290
- Стандартизация негатива 249
- Старый стиль 54
- Стереоскопатор 247
- Стратосфера 313, 314
- Струве В. Я.* 126
- Сумерки 69, 320
- Сутки 41, 42
- звездные 42, 48, 49
 - — на Луне 145
 - солнечные истинные 42, 44
 - — средние 42, 45, 48, 49
- Сфера действия 110, 111
- небесная (Небесный свод) 18, 19, 24—34
- Сферический избыток 59
- Сфероид 23, 115, 116
- Счет годов см. *Эра*
- Талассоиды 332
- Телевизионные системы 253
- Телескоп 228
- баллонный 252
 - , качество изображения светил 237
 - солнечный 228
 - , теоретическое угловое разрешение 238
- Тело абсолютно черное 206
- Температура 199, 221
- кинетическая 221
 - цветовая, эффективная и яркостная 224, 225
- Теодолит 173
- Терминатор 143
- Термопара 254
- Термосфера 315, 318
- Титан 373, 527
- Тициуса — Боде правило 376

- Томбо К. 307
 Точки либрации (точки Лагранжа) 102
 Треугольник параллактический 60
 — сферический 59—63
 Триангуляция 115
 Тригонометрия сферическая 59
 Тритон 327, 374, 527
 Тропики 22, 40, 41
 Тропопауза 314
 Тропосфера 313
 Труба астрономическая 170, 228
 — фотографическая зенитная 180, 181
 Туманность внегалактические 16, 449, 484, 491
 — газовые 440, 469—471
 — диффузные газово-пылевые 448
 — планетарные 416
 — светлые 448, 475
 — — отражающие 468
 — темные пылевые 448, 462—464, 475
 Туманность Андромеды 438, 449, 484, 487, 493, 497
 — —, центральное сгущение 482
 — Крабовидная 295, 297, 442—444
 Тяготение, его природа 89
- Увеличение 171, 231
 Углеродный цикл 279
 Угломерные инструменты 170
 Угол наклона 420, 422
 — параллактический 62
 — позиционный 421
 — телесный 195
 Узел восходящий 82
 — —, долгота 82
 — нисходящий 82
 Улугбек 12
 Уравнение времени 46, 68
 — от наклона эклиптики 47
 — состояния газа 198
 — теплового баланса 333, 334
 — центра (от эксцентриситета) 47
 Уран 21, 103, 104, 307, 373
 —, большая полуось орбиты 373
 —, вращение 124
 —, диаметр угловой 373
 —, звездная величина 197, 373
 —, масса 374
 —, наклон экватора к плоскости орбиты 374
 —, период вращения 374
 —, — обращения 374
 —, плотность средняя 374
 —, попятное движение 73
 —, сжатие 374
- Уран, спутники 307, 374, 527
 —, фазовый угол 340
 —, форма 123
- Фазовый угол (угол фазы) 143, 144
 Феба 373
 Фобос 362
 Фокус орбиты 80
 — кассегреновский 232
 — ньютонский 232
 Фокусное расстояние 230
 Формула Вина 208
 — (закон) Планка 207, 210—212
 — Погсона 196
 — Рэлея — Джинса 208
 — Эйнштейна 279
 Фотовозбуждение (фотоионизация) 210
 Фотографическая эмульсия 246
 — —, характеристическая кривая 248, 249
 Фотографические методы наблюдения 168
 Фотокатод 250
 Фотометрия абсолютная 249
 Фотоспротивление 253
 Фотоумножитель 251
 Фотоэлектрический эффект (фотоэф-фekt) 249
 Фотоэлемент 249
 Фраунгеровы линии 268, 270
 Фуко 130
 Функция светимости 453
- Химические элементы, распространен-ность в космосе 227
 Ход часов 155, 156
 Хойл Ф. 515
 Холл А. 362
 Хромосферная сетка 290
 Хронометр 184—186
- Целостат 236
 Церера 375, 376
 Цефеиды 430
- Чандлера период 136
 Час прикладной 102
 Часовой пояс 52
 — угол 29, 34, 42—44, 46—48, 50, 51, 63, 67—69
 Черные дыры 447
 Числа Вольфа 304

Широта астрономическая 24, 30
 — гелиографическая 267
 — географическая 23
 — —, колебания 136
 — —, определения 61, 157
 — геодезическая 24
 — геомагнитная 321
 — геоцентрическая 24
 — северная и южная 23
 — эклиптическая 36, 37
Шкала высоты 277, 315—317, 414
Шмидт О. Ю. 517, 518
Шретера правило 330, 337

Щель Кассини 373

Эйлер Л. 136
Экватор галактический 453
 — земной 22
 — небесный 26—30, 34, 38, 44, 45, 47, 48, 134
Экваториал 233
Эклиптика 35, 44, 45, 47, 48, 82, 145
Эксцентриситет 80, 83, 420
Эксцентриситета ошибка 172
Электрон-вольт 190
Электронно-оптический преобразователь 253
Электрофотометр 252
Эллипс параллактический 126
Эллипсоид земной 116
Элонгация наибольшая восточная 71, 76
 — — западная 71, 76
Эмиссия электронная вторичная 251
Энгельс Ф. 104
Энергетические уровни атома 209
Энергия ионизации 209
 — молекул и частиц 199, 201—203
Эпицикл 73, 74
Эпоха наблюдений 169
Эра 56

Эратосфен 114
Эрос (Эрот) 106, 122
Эрупция 436
Эфемерид вычисление 84
Эффект Доплера 217
 — Зеемана 216
Эффективное сечение 202
Эшелетт 256

Юга точка 27
Юлианский период (юлианские дни) 57
Юлий Цезарь 54
Юнона 375, 376
Юпитер 21, 73, 118, 307, 374
 —, атмосфера 367—369, 371
 —, диаметр угловой 365
 —, звездная величина 197
 —, зоны 365
 —, Красное пятно 365, 367
 —, магнитное поле 371
 —, масса 365
 —, облачный слой 367
 —, период вращения 365, 369
 —, плотность средняя 365
 —, полосы 367, 369
 —, попятное движение 73
 —, радиационные пояса 371
 —, радиоизлучение 369—371
 —, радиолокация 118
 —, радиусы полярный и экваториальный 365
 —, сжатие 365
 — системы долгот 365
 —, спутники 307, 526
 —, температура 368
 —, ускорение гравитационное 365
 —, фазовый угол 340
 —, форма 123
 —, циклоны в атмосфере 367

Яркость 195, 196

Павел Иванович Бакулин
Эдвард Владимирович Кононович
Василий Иванович Мороз

КУРС ОБЩЕЙ АСТРОНОМИИ

М., 1977 г., 544 стр., с илл.

Редактор *М. М. Дагаев*
Техн. редактор *С. Я. Шкляр*
Корректор *Т. С. Вайсберг*

Сдано в набор 25.01.77. Подписано к печати 26.05.77. Бумага 60×90¹/₁₆ тип. № 3. Физ. печ. л. 34+1 вклейка+1 вкладка. Условн. печ. л. 35. Уч.-изд. л. 34,83. Тираж 40000 экз. Т-08468. Цена книги 1 р. 50 к. Заказ № 463.

Издательство «Наука»
Главная редакция физико-математической литературы
117071, Москва, В-71, Ленинский проспект, 15

Ордена Трудового Красного Знамени
Ленинградская типография № 2
имени Евгении Соколовой Союзполиграфпрома
при Государственном комитете Совета Министров СССР
по делам издательств, полиграфии и книжной торговли,
198052, Ленинград, Л-52, Измайловский проспект, 29.

