

Научное издание

*КУИМОВ Константин Владиславович*  
*КУРТ Владимир Гдалевич*  
*РУДНИЦКИЙ Георгий Михайлович*  
*СУРДИН Владимир Георгиевич*  
*ТЕРЕБИЖ Валерий Юзефович*

## **НЕБО И ТЕЛЕСКОП**

Редактор *О.В. Салецкая*  
Оригинал-макет: *Е.М. Граменицкая*  
Оформление переплета: *Н.В. Гришина*

Подписано в печать 18.03.08. Формат 60×90/16. Бумага офсетная.  
Печать офсетная. Усл. печ. л. 26,5. Уч.-изд. л. 26,7. Тираж 1000 экз.  
Заказ №

Издательская фирма «Физико-математическая литература»  
МАИК «Наука/Интерпериодика»  
117997, Москва, ул. Профсоюзная, 90  
E-mail: [fizmat@maik.ru](mailto:fizmat@maik.ru), [fmlsale@maik.ru](mailto:fmlsale@maik.ru);  
<http://www.fml.ru>

Отпечатано с готовых диапозитивов  
в ППП «Типография «Наука»  
121099, г. Москва, Шубинский пер., 6

ISBN 978-5-9221-0844-7



9 785922 108447

УДК 52  
ББК 22.6  
Н 39

Авторский коллектив:

Куимов К.В., Курт В.Г., Рудницкий Г.М., Сурдин В.Г.,  
Теребиж В.Ю.

**Небо и телескоп** / Ред.-сост. В.Г. Сурдин. — М.: ФИЗМАТЛИТ, 2009. — 424 с. — (Астрономия и астрофизика). — ISBN 978-5-9221-0844-7.

Первая книга серии «Астрономия и астрофизика» содержит обзор текущего состояния наук о Вселенной и посвящена базовым понятиям, используемым во всех разделах астрономии и астрофизики: измерению координат и времени, технике наблюдений в различных диапазонах спектра, астрономической терминологии и системе обозначения небесных объектов.

Изложение материала в основном ориентировано на студентов младших курсов естественно-научных факультетов университетов и специалистов смежных областей науки. Особый интерес книга представляет для любителей астрономии.

На лицевой стороне переплета:

Телескоп БТА диаметром 6 метров Специальной астрофизической обсерватории РАН (крупнейший телескоп на Евро-Азиатском континенте). Фото: В.П. Пономаренко, САО РАН.

На последней стороне переплета:

Радиогалактика Сеп А (NGC 5128). Изображение получено путем совмещения снимков, выполненных в оптическом (белый), радио (фиолетовый) и рентгеновском (красный) диапазонах спектра. Фото: NASA, ESO.

© ФИЗМАТЛИТ, 2009

© Коллектив авторов, 2009

ISBN 978-5-9221-0844-7

© Идея оформления переплета: В.Г. Сурдин, 2009

## ОГЛАВЛЕНИЕ

Предисловие . . . . .	6
<b>Глава 1. Небесные координаты, время и календарь . . . . .</b>	<b>11</b>
§ 1.1. Системы координат . . . . .	12
1.1.1. Горизонтальная система координат (14). 1.1.2. Экваториальная система координат (17). 1.1.3. Эклиптическая система координат (20). 1.1.4. Галактическая система координат (20). 1.1.5. Определение координат светил (21).	
§ 1.2. Измерение времени . . . . .	26
1.2.1. Единицы времени (26). 1.2.2. Звездное время (27). 1.2.3. Истинное солнечное время (28). 1.2.4. Среднее солнечное время (28). 1.2.5. Неравномерность вращения Земли (29). 1.2.6. Эфемеридное время и динамическое время (31). 1.2.7. Всемирное координированное время (32).	
§ 1.3. Календарь . . . . .	35
1.3.1. Юлианский календарь (35). 1.3.2. Григорианский календарь (36). 1.3.3. Проекты новых календарей (38). 1.3.4. Лунные и лунно-солнечные календари (39).	
§ 1.4. Юлианские дни . . . . .	40
§ 1.5. Астрономическая навигация . . . . .	41
1.5.1. Метод Сомнера (41). 1.5.2. Спутниковая навигация (45).	
Литература . . . . .	47
<b>Глава 2. Оптическая астрономия . . . . .</b>	<b>48</b>
§ 2.1. Задачи телескопа и принцип его устройства . . . . .	48
§ 2.2. Оптические системы телескопов . . . . .	53
§ 2.3. Оптические характеристики телескопа . . . . .	59
2.3.1. Светосила телескопа (60). 2.3.2. Поле зрения телескопа (61). 2.3.3. Разрешающая сила телескопа (61). 2.3.4. Проницающая сила телескопа (65). 2.3.5. Установки телескопов (69). 2.3.6. Приемники света в астроно-	

мии (73). 2.3.7. Крупнейшие телескопы (84). 2.3.8. Телескопы наземные и космические (88).	
Литература . . . . .	100
<b>Глава 3. Современные оптические телескопы . . . . .</b>	<b>102</b>
§ 3.1. Введение. . . . .	102
§ 3.2. Качество изображений. . . . .	104
§ 3.3. Системы телескопов . . . . .	107
§ 3.4. Рефрактор. . . . .	109
§ 3.5. Рефлекторы с малым и умеренным полем зрения. . . . .	111
3.5.1. Однозеркальный телескоп (112). 3.5.2. Классический двухзеркальный телескоп (114). 3.5.3. Апланатический двухзеркальный телескоп (117). 3.5.4. Иные двухзеркальные системы (120). 3.5.5. Трехзеркальный анастигмат Корша (121). 3.5.6. Многозеркальные системы. Телескоп Хобби-Эберли (122). 3.5.7. Распределение крупных телескопов по типам (124).	
§ 3.6. Оптические интерферометры. . . . .	125
3.6.1. Общие принципы (125). 3.6.2. Действующие интерферометры (131). 3.6.3. Проект SIM (133).	
§ 3.7. Обзорные телескопы . . . . .	134
3.7.1. Камера Шмидта (134). 3.7.2. Система Максудова (138). 3.7.3. Система Рихтера-Слефогта (139). 3.7.4. Линзовый корректор в первичном фокусе (141). 3.7.5. Проект LSST (143). 3.7.6. Проект Pan-STARRS (145). 3.7.7. Проект SNAP (146). 3.7.8. Проект LAMOST (147). 3.7.9. Двухзеркальные апланаты Шварцшильда (148).	
§ 3.8. Космический телескоп «Хаббл» и его преемник — «Джеймс Уэбб» . . . . .	152
§ 3.9. Новые черты телескопов . . . . .	157
3.9.1. Материалы для зеркал (157). 3.9.2. Применение тонких и мозаичных зеркал. Телескопы «Кек» (158). 3.9.3. Точность изготовления больших оптических поверхностей (165). 3.9.4. Активная оптика (165). 3.9.5. Адаптивные оптические системы (166). 3.9.6. Роботизированные системы ROTSE-III, RAPTOR и MASTER (170). 3.9.7. Некоторые другие особенности телескопов (173). 3.9.8. Стоимость телескопов (173).	
§ 3.10. Гигантские телескопы будущего . . . . .	175
3.10.1. Проект GSMT (178). 3.10.2. Проект Еуго50 (179).	
§ 3.11. Заключительные замечания. . . . .	181



---

Приложение. 50 крупнейших телескопов мира . . . . .	181
Литература . . . . .	186
<b>Глава 4. Радиоастрономия . . . . .</b>	<b>188</b>
§ 4.1. История: революция в астрономии. . . . .	188
4.1.1. Радиоизлучение Солнца и планет (189). 4.1.2. Радиолокация Луны и планет (190). 4.1.3. Спектральная линия $\lambda = 21$ см и другие линии (190). 4.1.4. Радиотелескопы (190). 4.1.5. Обзоры неба и отождествление радиоисточников с оптическими объектами (192). 4.1.6. Квазары (192). 4.1.7. Реликтовое фоновое радиоизлучение (193). 4.1.8. Межзвездные молекулы (194). 4.1.9. Пульсары (194).	
§ 4.2. Радиотелескопы и радары . . . . .	196
4.2.1. Антенны радиотелескопов (197). 4.2.2. Интерферометры и системы апертурного синтеза (205). 4.2.3. Радиоастрономические приемники (208).	
§ 4.3. Объекты изучения и важнейшие открытия. . . . .	212
4.3.1. Механизмы генерации радиоволн в космических условиях (212). 4.3.2. Солнце (212). 4.3.3. Луна и планеты (214). 4.3.4. Радиолокационная астрономия (214). 4.3.5. Галактика (221). 4.3.6. Нормальные галактики (231). 4.3.7. Радиогалактики и квазары (232). 4.3.8. Радиоастрономия и космология (233). 4.3.9. Поиск радиоконтакта с внеземными цивилизациями (235).	
Литература . . . . .	242
<b>Глава 5. Внеатмосферная астрономия . . . . .</b>	<b>243</b>
§ 5.1. Необходимость внеатмосферных наблюдений. . . . .	243
§ 5.2. Ультрафиолетовая и оптическая астрономия. . . . .	247
5.2.1. Исследования Солнца (247). 5.2.2. Исследования звезд (249).	
§ 5.3. Рентгеновская астрономия. . . . .	255
5.3.1. Компактные источники (255). 5.3.2. Межгалактический газ (257). 5.3.3. Гамма-всплески (258).	
§ 5.4. Гамма-астрономия . . . . .	261
§ 5.5. Инфракрасная и субмиллиметровая астрономия. . . . .	263
§ 5.6. Радионастрономия из космоса. . . . .	269
Литература . . . . .	271
<b>Глава 6. Астрономия и астрофизика . . . . .</b>	<b>272</b>
§ 6.1. Введение. . . . .	272
§ 6.2. Толковый словарь . . . . .	273

## Предисловие

Всякий, кто способен чувствовать, глядя на небо в ясную ночь, не может не спрашивать себя, откуда берутся звезды, куда они исчезают и что поддерживает порядок во Вселенной.

*Ганс Селье, канадский биолог и врач*

В начале нового века и, тем более, нового тысячелетия полезно подвести итог текущего состояния науки. Для астрономии итоги второго тысячелетия новой эры замечательны в двух отношениях. С одной стороны, в конце XX в. практически закончена космография — описательная часть науки о Вселенной. Космические зонды побывали у всех больших планет Солнечной системы, а скоро доберутся и до планет-карликов, начиная с Плутона. Телескопы в определенном смысле «дотянулись» до границ Метагалактики, и мы теперь в целом неплохо представляем себе «географию» Вселенной. Наблюдения во всех диапазонах электромагнитного излучения, по-видимому, открыли нам все основные типы излучающих космических объектов. Во всяком случае, удалось обнаружить все теоретически предсказанные объекты: нейтронные звезды, черные дыры (в этом уже нет сомнения), гигантские газовые облака, планеты у других звезд и, наконец, связующее звено между звездами и планетами — коричневые карлики. Похоже, что возможности наблюдателей начинают опережать фантазию теоретиков, поскольку заказов на поиски принципиально новых излучающих объектов от теоретиков не поступает. Таким образом, у астрономов наконец-то есть основания думать, что они вполне представляют поле своих исследований, пространственно-временной масштаб Вселенной и весь «зоопарк» населяющих ее объектов.

Впрочем, уверен, что жизнь вскоре опровергнет это утверждение, ибо так было уже не раз! Ведь «юбилейное подведение итогов тысячелетия» — это лишь одна сторона медали. А с дру-

гой стороны — астрономия по-прежнему остается живой наукой, если подразумевать под этим высокое напряжение поиска и предвкушение новых открытий. Именно в последнее десятилетие, после периода относительной стабильности, астрономия и астрофизика испытывают стремительный подъем, выводящий ее на лидирующую позицию в естественных науках. За короткое время были сделаны крупнейшие открытия практически на всех масштабах Вселенной:

- надежно зарегистрирован поток нейтрино от Солнца, чем независимо подтверждена теория внутреннего строения звезд; при этом открыты осцилляции нейтрино, доказывающие, что у «неуловимой» частицы есть масса покоя;

- на периферии Солнечной системы, в Поясе Эдварта–Койпера, открыты многочисленные малые тела и даже планеты-карлики; наблюдаемые границы Солнечной системы раздвинулись в несколько раз;

- открыт новый класс небесных объектов — коричневые карлики, занимающие промежуточное положение по массе между звездами и планетами. Температура в их недрах слишком низка для термоядерных реакций, поэтому единственным долговременным источником их энергии служит гравитационное сжатие;

- обнаружено присутствие планет рядом с нормальными звездами и даже с нейтронной звездой-радиопульсаром. К началу 2008 г. в околосолнечной окрестности Галактики уже найдено 230 планетных систем, содержащих в сумме более 270 планет;

- приоткрыта тайна космических гамма-всплесков, часть из которых отождествлена с фантастически мощными взрывами массивных звезд, вероятно, сопровождающими рождение черных дыр;

- открыты пространственные флуктуации реликтового излучения, чем окончательно доказана теория Большого взрыва и поставлена на твердую основу теория происхождения галактик и звезд (Нобелевская премия по физике за 2006 г.);

- с высокой вероятностью показано, что расширение Вселенной в последние миллиарды лет происходит с ускорением, что свидетельствует о существовании некой «темной энергии» со свойством антигравитации;

- наконец, открыты новые каналы изучения Вселенной: твердо встала на ноги нейтринная астрономия и первые шаги делает гравитационно-волновая астрономия.

Было бы странно, если бы череда великих открытий последнего десятилетия вдруг оборвалась. Уже создаются наземные телескопы и космические обсерватории нового поколения, кото-

рые сулят нам невиданные возможности для проникновения не только в мир звезд и галактик, но и в природу новых далеких планет.

Разумеется, объявляя «под фанфары» об открытии очередного экзотического объекта, астрономы, как правило, скромно умалчивают о том, что далеки еще от полного понимания физических процессов, происходящих в недрах этого объекта: достаточно вспомнить о все еще загадочных источниках гамма-всплесков. А уж если говорить о происхождении галактик, звезд и планет, то здесь приходится ограничиваться перечислением более или менее правдоподобных теорий. Десятилетиями четко сформулированные проблемы не находят решения: как сформировалась Солнечная система? Как рождались галактики? Что является носителем скрытой массы Вселенной и какое неизвестное свойство (вакуума?) ускоряет расширение Мира в нашу эпоху?

В каждой конкретной области астрономии есть множество своих, текущих проблем, решение которых ежедневно приносит много радости специалистам. На границе между астрономией и другими дисциплинами существуют общеизвестные проблемы, вызывающие бурные дискуссии: одиноки ли мы во Вселенной, одинока ли наша Вселенная? Вероятно, они не будут решены в ближайшее время, но это не означает, что поиск в данном направлении не имеет перспективы: напротив, он еще долго будет стимулировать нашу любознательность.

Итогом XX в. стало одно малозаметное для непосвященных, но очень важное для астрономов обстоятельство: рождение всемирной компьютерной сети позволило теперь каждому специалисту работать с материалами и даже с инструментами практически любой обсерватории мира, включая и космические обсерватории. Особенностью менталитета астрономов всегда был интернационализм: астроном не может келейно вести исследование и засекречивать его результаты, поскольку звезды открыты для всех. Более того, особенности работы на кривой и быстро вращающейся поверхности Земли всегда вынуждали астрономов к кооперации, к тесному сотрудничеству друг с другом. Поэтому уже давно мы учредили всемирные центры координации исследований и организовали определенное распределение обязанностей. Рождение сети Интернет было с энтузиазмом использовано астрономами для того, чтобы коллегам во всем мире стало доступно главное богатство ученых — каталоги и архивы наблюдений. К тому же, Интернет открыл возможность для дистанционной работы на лучших инструментах — телескопах, установленных на вершинах труднодоступных гор и даже за пределом Земли.

Разумеется, новыми возможностями хранения и передачи данных в той или иной степени воспользовались ученые всех специальностей, но, по-моему, именно в астрономию Интернет принес наибольшие перемены. Он сделал устаревшим такое понятие, как «провинциальное научное учреждение». Теперь любой специалист, где бы он ни жил, может пользоваться плодами и даже участвовать в работе сильных научных коллективов, разумеется, если его собственная квалификация позволяет это. Более того, теперь в корне изменилось понятие «любитель астрономии». Если прежде для работы на профессиональном уровне любитель был вынужден искать вакансию или хотя бы получить временное разрешение для пребывания в профессиональной обсерватории, то теперь это ни к чему: практически все, что доступно по Интернету профессионалам, доступно и любителям. Необработанные результаты наблюдения отдельных объектов с помощью крупнейших телескопов, подробные обзоры неба, программы для обработки данных — все это доступно каждому желающему. Появились неведомые прежде понятия, такие как виртуальный телескоп и персональный планетарий, во многих направлениях стершие границу между возможностями профессиональной и любительской науки. Эта счастливая особенность наблюдательной науки астрономии всегда отличала ее от лабораторных экспериментальных наук.

Любители астрономии быстро осваиваются в море электронной информации и уже не только развлекаются и учатся, но и делают настоящие открытия. Поэтому растут и их требования к уровню научно-популярной литературы. Работая над этим изданием, мы думали не только о студентах-астрономах (которым в первую очередь предназначена эта книга), но и тех любителей астрономии и специалистах смежных областей науки, кто желает получить обзор современной астрономии и астрофизики из первых рук. Главы этой книги можно читать в любом порядке; разобраться с терминологией поможет Толковый словарь, составленный по «принципу дополнительности» — в основном он не повторяет сведения специальных глав, а дополняет их. Ясно, что бумажным изданиям уже трудно угнаться за электронными в смысле оперативности и количества иллюстраций. Поэтому основное внимание мы уделяли точности определений, выверенности фактических данных и ясности физического содержания, т. е. как раз тому, в чем проявляется слабость электронных изданий. Надеемся, что и в этом смысле принцип дополнительности окажется полезен нашим читателям. Пока это издание предполагается выпустить в четырех книгах, охватывающих основные

разделы астрономии и астрофизики: первая книга — «Небо и телескоп»; вторая — «Солнечная система»; третья — «Солнце и звезды»; четвертая — «Галактика и Вселенная».

Подготовку этих четырех книг поддержал своими грантами Российский фонд фундаментальных исследований (грант РФФИ 06-02-30025-д). Авторы тома 1 благодарны за персональную поддержку их научной работы: Куимов К. В. (РФФИ 06-02-16966), Курт В. Г. (РФФИ 05-02-16658), Рудницкий Г. М. (РФФИ 06-02-16806, 07-02-08014), Сурдин В. Г. (РФФИ 06-02-16366, 06-02-16077, ВШ 5920.2006.2).

Все замечания и пожелания по этому проекту можно посы-  
лать по адресу [surdin@sai.msu.ru](mailto:surdin@sai.msu.ru). Они будут приняты с глубокой благодарностью. Необходимые поправки к уже опубликованным томам будут размещены на сайте ответственного за это издание (<http://lnfm1.sai.msu.ru/~surdin/>). Если опубликованные книги окажутся нужными читателю, то издание будет продолжено: уже формируются два дополнительных тома — «Астрофизические приборы» (5) и «История астрономии» (6).

При подготовке этой книги ее авторы часто пользовались (и будут пользоваться!) консультациями коллег из ГАИШ, ИНАСАН, ИКИ, ФИАН и других научных центров, занятых исследованием ближнего и дальнего космоса. Общение с коллегами — это главная радость нашей работы, а по существу — и всей нашей жизни. Тот, кто встал на путь изучения Вселенной, выбрал верную дорогу. Мы идем по ней в авангарде человечества, и кто знает — что ждет нас впереди.

*Владимир Сурдин, ГАИШ, январь 2008 г.*

## Глава 1

# НЕБЕСНЫЕ КООРДИНАТЫ, ВРЕМЯ И КАЛЕНДАРЬ

*К. В. Куимов*

Во Вселенной нет ничего неподвижного. Измеряя взаимное положение небесных тел, мы замечаем, что все они постоянно перемещаются. Из этих измерений мы узнаем не только о расположении и скоростях движения небесных тел (что само по себе весьма полезно), но и о тех силах, которые управляют их перемещением. Главное, что мы узнали из этих измерений, — из всех физических сил в нашей области Вселенной царствует гравитация. Рассмотрим на примерах, как много можно сказать о небесных телах только на основании измерения их движения.

В 1844 г. немецкий астроном Ф. Бессель (1784–1846), изучая по своим наблюдениям движение Сириуса и Проциона, обнаружил, что оно происходит по волнистым линиям. Бессель предсказал, что у этих звезд должны быть невидимые в телескоп спутники весьма высокой массы. Предсказание подтвердилось: спутники были открыты с помощью более мощных телескопов и оказались объектами новой природы — белыми карликами.

Измерение положений звезд служит основой для определения расстояний до них. Важнейший способ этого — измерение годичного параллакса, т. е. видимого смещения звезды на небе вследствие орбитального движения Земли. Только зная расстояния, можно определить светимости звезд и прочие их физические свойства.

Наконец, современные способы спутниковой навигации, позволяющие определять положение и скорость наблюдателя на Земле или недалеко от нее, возможны только потому, что астрономы определили положения очень далеких небесных светил — квазаров, на которые в конце концов опирается спутниковая система координат.

Раздел астрономии, целью которого служит установление систем астрономических координат и определение положений и скоростей движения небесных тел по отношению к этим си-

стемам координат, называют *астрометрией*. Это самая древняя часть астрономии.

Все движения относительны: когда мы говорим о движении тела, обязательно надо уточнить, относительно какого другого тела мы рассматриваем это движение. Например, если мы находимся на Земле и видим восходы и заходы Луны, это мы наблюдаем движение Луны относительно Земли. А если рассчитываем орбиту космического аппарата, летящего к Нептуну, то изучаем его движение относительно Солнца. Для математических расчетов, связанных с движением, придуман специальный способ описания положений тел — системы координат. Пользуясь ими, можно положение и движение тела описать с помощью нескольких чисел. Рассмотрим два вида систем координат, которые применяются в астрономии, — прямоугольные и сферические.

### § 1.1. Системы координат

Проведем в пространстве три взаимно перпендикулярные прямые — *оси координат* и обозначим их буквами  $x$ ,  $y$ ,  $z$  (рис. 1.1). Точку пересечения осей называют *началом координат*. Опустим перпендикуляр из точки  $P$  на плоскость, содержащую оси

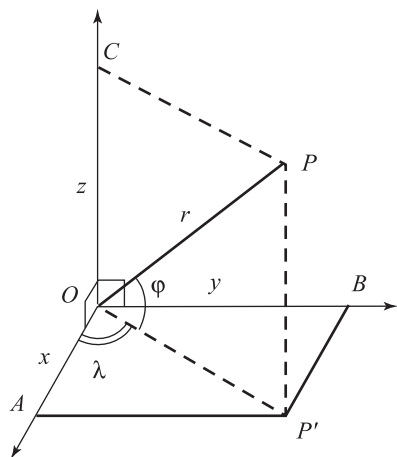


Рис. 1.1. Системы координат

координат  $x$  и  $y$ , а затем — из точки  $P'$  на оси  $x$  и  $y$ . Опустим также перпендикуляр из точки  $P$  на ось  $z$ . Длины отрезков  $OA$ ,  $OB$  и  $OC$  обозначим через  $x$ ,  $y$ ,  $z$  соответственно. Три числа  $x$ ,  $y$ ,  $z$  показывают, где находится точка  $P$ . Их называют *координатами* точки  $P$ . Сами оси координат обозначают теми же буквами. Построенная таким образом система координат называется *декартовой*, в честь французского ученого Рене Декарта (1596–1650).

В качестве координат точки  $P$  можно выбрать и другие числа, например, расстояние от на-

чала координат  $r$  и два угла: угол  $\varphi$ , образованный отрезком  $OP$  с плоскостью, содержащей оси  $x$  и  $y$ , и угол  $\lambda$ , образованный отрезком  $OP'$  с осью  $x$ . Три числа  $(r, \lambda, \varphi)$  называют *сферически-*



ми координатами точки  $P$ . Пользуясь рис. 1.1, можно вывести формулы связи прямоугольных и сферических координат:

$$x = r \cos \lambda \cos \varphi, \quad y = r \sin \lambda \cos \varphi, \quad z = r \sin \varphi. \quad (1)$$

Астрономы часто пользуются сферическими системами координат. Это удобно, потому что расстояние до небесных тел в большинстве случаев неизвестно, в то время как углы  $\lambda$  и  $\varphi$  можно легко измерить. При поиске светила на небе не обязательно знать, на каком расстоянии оно находится. Достаточно знать, в каком направлении смотреть. Оно задастся углами  $\varphi$  и  $\lambda$ . Но если мы хотим определить положение и движение небесного тела в пространстве, необходимо измерить расстояние до него и по формулам (1) вычислить прямоугольные координаты  $x$ ,  $y$ ,  $z$ . В теоретических исследованиях используют именно эти координаты.

Очень удобно, если начало системы координат связано с каким-нибудь телом, которое мы принимаем за неподвижное. Направления осей системы координат должны определяться из наблюдений. Достаточно задать направления только двух осей: третью проведем перпендикулярно к первым двум. Задав направление осей и единицы измерения расстояний можно определять координаты любых тел, в том числе — небесных. Рассмотрим, какие направления считают в астрономии основными, т. е. принимают за оси координат.

В древности все звезды считали расположенными на *сфере неподвижных звезд*, т. е. на одинаковом расстоянии от Земли. С тех пор сохранилось понятие *небесной сферы*, которое широко используют и сейчас. Современное определение небесной сферы такое: это сфера произвольного радиуса с центром в точке наблюдения. Слова «произвольного радиуса» в этом определении подчеркивают, что при рассмотрении положений светил мы хотим указать только направления, в которых они видны.

Рассмотрим некоторые точки и линии на небесной сфере, которые служат для построения систем небесных координат. Начало системы координат (точка наблюдения) может быть помещено в любое место, даже туда, откуда наблюдения невозможны, например, в центр Земли или Солнца. Однако, далее мы будем считать, что точка наблюдения находится на поверхности Земли.

Проведем через центр небесной сферы прямую линию (рис. 1.2), совпадающую с направлением силы тяжести в данной точке земной поверхности, — вертикальную линию. (На вращающейся Земле эта линия не совпадает с направлением силы притяжения к планете!) Вертикальная линия пересечет

небесную сферу в двух точках, называемых *зенитом* ( $Z$ ) и *надиром* ( $Z'$ ). Чтобы найти второе направление, связанное с Землей, надо понаблюдать за суточным движением звезд. Мы увидим, что звезды движутся вокруг определенной точки — *полюса мира* (рис. 1.3). Конечно, таких полюсов два ( $P$  и  $P'$ ).

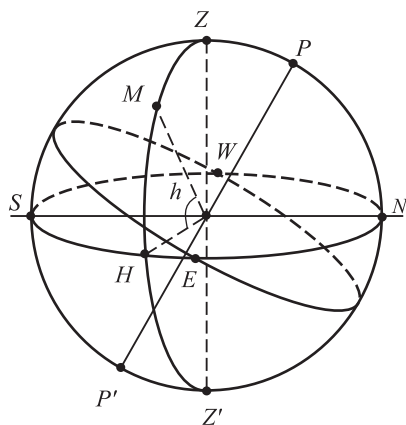


Рис. 1.2. Небесная сфера

Тот из них, вокруг которого звезды движутся против часовой стрелки (если смотреть изнутри небесной сферы), называют *северным*, противоположный — *южным*. Прямую, соединяющую полюсы мира, называют *осью мира*.

Проведем через центр небесной сферы плоскость, перпендикулярную вертикальной линии. Она пересечет небесную сферу по кругу, который называют *математическим горизонтом*. Проведем также плоскость, перпендикулярную оси мира. Она пересечет

небесную сферу по кругу, называемому *небесным экватором*. Проведем также круг через зенит и полюсы мира: это *небесный меридиан*. Обратите внимание, что небесный меридиан на небесной сфере только один.

Некоторые точки пересечения горизонта с другими кругами имеют специальные названия. Небесный экватор пересекает горизонт в *точках запада*  $W$  и *востока*  $E$ . Небесный меридиан пересекает горизонт в *точках севера*  $N$  и *юга*  $S$ . Эти точки делят горизонт на четыре равные дуги по  $90^\circ$ . Точку на небесной сфере, которая изображает любое небесное тело, согласно старой традиции, называют светилом.

### 1.1.1. Горизонтальная система координат

Проведем большой круг небесной сферы через светило  $M$  и зенит  $Z$ . Этот круг называют *кругом высоты* светила  $M$ . Он пересекает горизонт в точке  $H$ . Теперь можно определить два угла, которые станут сферическими координатами светила  $M$ .

Угол между направлением на светило и плоскостью горизонта  $h$  называют *высотой* светила; ему соответствует дуга  $HM$ . Высоту указывают со знаком «+», если светило над горизонтом, и со знаком «−», если оно под горизонтом. Угол между плоско-

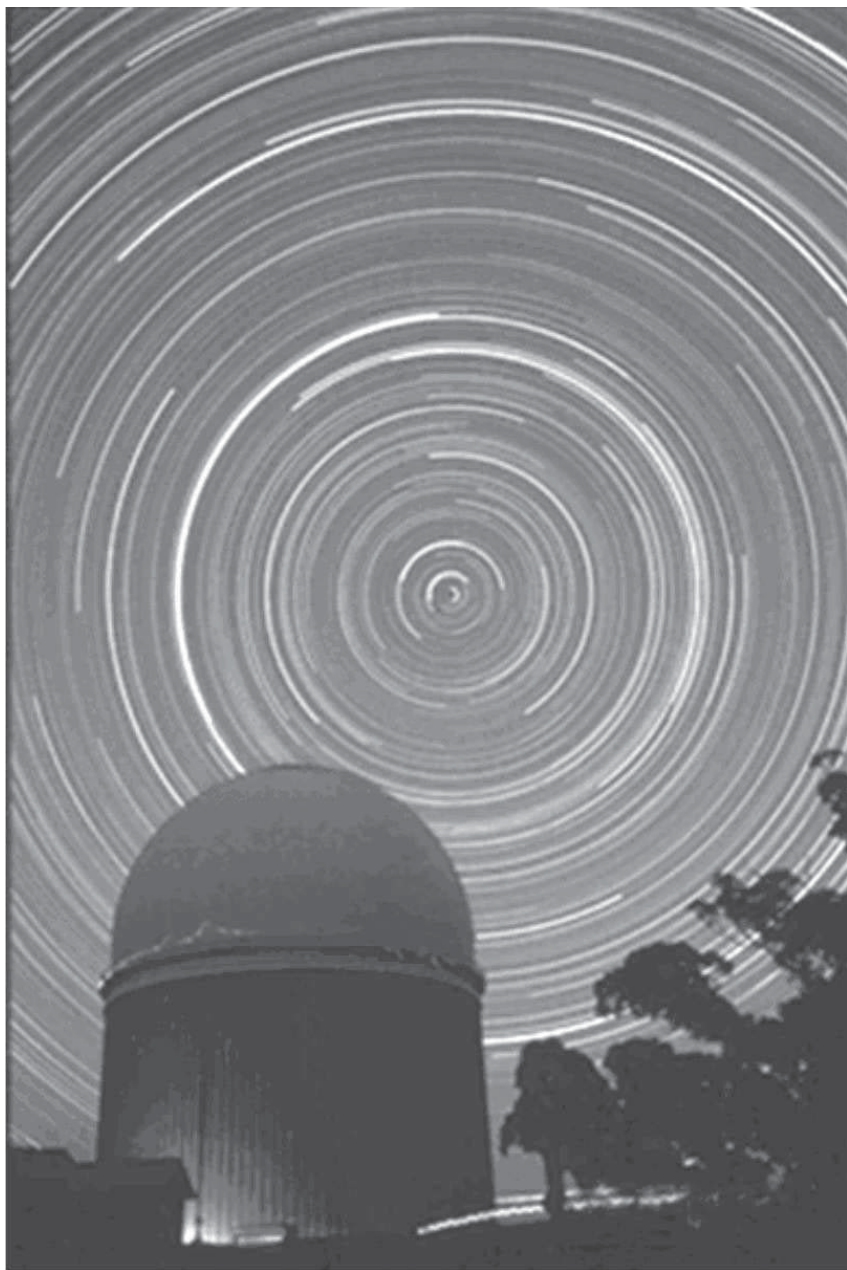


Рис. 1.3. Вращение звездного неба вокруг южного полюса мира. Фото получено с экспозицией около 10 часов. (Англо-австралийская обсерватория, Австралия)

стью небесного меридиана и плоскостью круга высоты светила  $A$  называют *азимут* светила; он отсчитывается от меридиана в сторону запада. Этому углу соответствует дуга  $SWNEH$  от точки юга до точки пересечения круга высоты светила с горизонтом. На рис. 1.2 азимут немногим превышает  $270^\circ$ .

Азимут и высота светила — это его *горизонтальные координаты*. Они полностью определяют положение светила на небе, т.е. не существует двух разных светил, имеющих одинаковые

азимут и высоту. Вместо высоты иногда используют *зенитное расстояние*  $z$  — угол между направлением на светило и зенитом. Очевидно,  $z + h = 90^\circ$ .

Основная плоскость горизонтальной системы — плоскость горизонта, основное направление в этой плоскости (ось  $x$ ) — направление на точку юга. А направление к зениту — это ось  $z$ . Если наблюдатель перемещается по поверхности Земли, то направление силы тяжести изменяется. Действительно, сила тяжести направлена приблизительно к центру Земли, а направление к центру для разных мест на Земле разное. Связь между положением наблюдателя на Земле и ориентацией его горизонтальной системы координат видна из теоремы: высота северного полюса мира равна астрономической широте точки наблюдения (для доказательства см. рис. 1.4).

Справедлива ли эта теорема для наблюдателя в южном полушарии Земли? Широта такого наблюдателя отрицательна. Но и

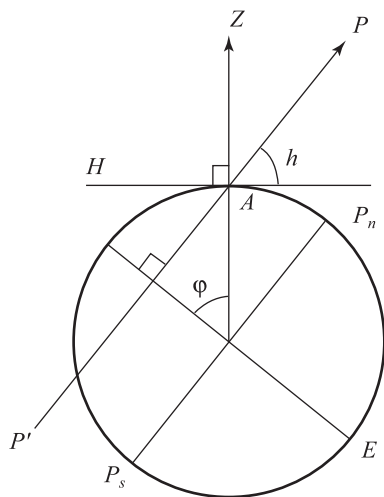


Рис. 1.4. Высота полюса мира. На Земле в точке  $A$  расположен наблюдатель.  $P_n P_s$  — ось вращения Земли,  $E$  — плоскость экватора Земли,  $H$  — плоскость горизонта наблюдателя. *Астрономическая широта* — угол  $\varphi$  между местной вертикалью и плоскостью экватора. Прямая  $P'P$ , проходящая через точку  $A$  параллельно оси вращения, — ось мира для наблюдателя. Угол  $h$  — высота полюса мира. Углы  $h$  и  $\varphi$  равны как углы с взаимно перпендикулярными сторонами

северный полюс для него находится ниже горизонта, т.е. его высота отрицательна. Значит, теорема справедлива, если, конечно, не забывать, что в ней говорится именно о северном полюсе мира.

Вопрос: где находится наблюдатель, который видит полюс мира на горизонте? Высота полюса равна нулю, значит, широта наблюдателя тоже равна нулю. Это означает, что он находится на экваторе Земли. Для такого наблюдателя все суточные пути светил вокруг полюса пересекают горизонт, т.е. все светила восходят и заходят.

Если же наблюдатель находится на полюсе Земли, его широта равна  $90^\circ$  (или  $-90^\circ$ ). Северный (или южный) полюс мира совпадает с зенитом. Суточные пути светил параллельны горизонту и никогда не пересекают его, т.е. светила не восходят и не заходят.

На всех других широтах часть светил регулярно восходит и заходит, а другие никогда не пересекают горизонт, при этом одни из них никогда не заходят, а другие — никогда не восходят. Чтобы увидеть эти последние, астроном должен изменить широту места наблюдения, т.е. перенести свой телескоп в другую часть Земли. Как правило, это невозможно: телескопы в обсерваториях установлены стационарно. Поэтому для «почти полного» охвата неба строят обсерватории близ экватора; однако там нельзя изучать околополярные звезды, которые всегда видны низко у горизонта. Для полного обзора неба размещают два одинаковых телескопа в разных полушариях Земли. Но иногда бывает важно, чтобы наблюдения светил по всему небу были сделаны одним и тем же телескопом. Тогда его устанавливают на самолете или на искусственном спутнике Земли.

Горизонтальная система координат — одна из общепринятых в астрономии; но употребляется она редко. Строго говоря, существует столько горизонтальных систем, сколько точек на поверхности Земли, т.е. бесконечно много. Кроме того, азимут и высота светила быстро меняются из-за суточного движения, что не очень удобно. Заметим, что горизонтальная система существует не для всякого наблюдателя. Например, для космонавта в состоянии невесомости сила тяжести отсутствует, а суточное движение звезд, вызванное вращением Земли, он наблюдать не может. Построить горизонтальную систему координат с центром в искусственном спутнике Земли нельзя.

### 1.1.2. Экваториальная система координат

Более удобна для астрономов экваториальная система координат. Ее основной плоскостью служит плоскость небесного экватора, а основными направлениями — ось мира и направление на *точку весеннего равноденствия*, ту точку небесного экватора (отмечена знаком  $\Upsilon$  на рис. 1.5), в которой Солнце пересекает

его весной в своем годичном движении на фоне звезд. Поскольку это видимое движение Солнца происходит по *эклиптике*, — кругу, образованному пересечением небесной сферы с плоскостью земной орбиты, то ясно, что экваториальная система координат задана двумя движениями Земли: суточным вращением вокруг оси (плоскость экватора) и годичным обращением вокруг Солнца

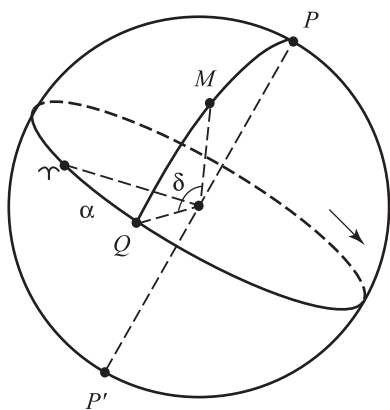


Рис. 1.5. Экваториальная система координат

(плоскость орбиты). Оба эти движения очень стабильны, положение координатных осей экваториальной системы почти не изменяется относительно звезд, а значит, и координаты звезд в этой системе остаются почти неизменными; в этом и состоит ее большое удобство.

Угол между плоскостью экватора и направлением на светило называют *склонением* светила и обозначают буквой  $\delta$ ; в сторону северного полюса его указывают со знаком «+», а к югу со знаком «-». Круг, проведенный через полюс мира и свети-

ло, пересекает небесный экватор в точке  $Q$ . Дугу экватора от точки  $\Upsilon$  до точки  $Q$ , отсчитанную в восточном направлении, называют *прямым восхождением* светила и обозначают буквой  $\alpha$ . Обычно угол  $\alpha$  измеряют в часах (<sup>h</sup>), минутах (<sup>m</sup>) и секундах (<sup>s</sup>), принимая окружность ( $360^\circ$ ) за  $24^h$ . Например:  $90^\circ = 6^h$ ,  $20^\circ = 1^h 20^m$ ,  $38^\circ 17' = 2^h 33^m 08^s$ . Это удобно, поскольку разность прямых восхождений двух светил, выраженная в такой мере, сразу указывает, с какой разницей по *звездному времени* эти светила пересекут небесный меридиан. Прямое восхождение и склонение — наиболее часто употребляемые небесные координаты.

Мы познакомились с экваториальной системой координат, а теперь — важное сообщение: эта система верой и правдой служила астрономам более трехсот лет, но недавно от нее пришлось отказаться. К сожалению, основные направления экваториальной системы не остаются неизменными: ось вращения Земли и плоскость земной орбиты медленно меняют ориентацию. Поэтому экваториальные координаты звезд медленно изменяются, даже если сами звезды неподвижны. Но ведь звезды движутся, и как раз одна из главных целей, ради которой устанавливают систе-



му координат — это измерение движений звезд. Если же сама система координат подвижна, причем не всегда предсказуемым образом, то измерять в ней малые движения звезд становится очень сложно. Поэтому астрономы всегда стремились построить «идеальную» систему координат, связанную с такими небесными телами, которые можно считать неподвижными.

Такие тела нашлись. Это *квазары*, самые удаленные небесные объекты. Их видимые перемещения на небесной сфере пренебрежимо малы. Даже если квазар движется перпендикулярно лучу зрения со скоростью света (!), то, находясь от нас на расстоянии в миллиард световых лет, он перемещается по небу на  $2 \cdot 10^{-4}$  секунды дуги в год. Такое движение пока нельзя обнаружить. Есть и еще одна выгода: квазары излучают радиоволны и их можно наблюдать методами радиоастрономии. Точность измерения углов радиоинтерферометрами в настоящее время значительно выше точности оптических измерений.

Современная *стандартная система координат* уже не связана с вращением Земли вокруг оси и ее движением вокруг Солнца. Но астрономы постарались, чтобы стандартная и экваториальная системы были близки хотя бы в нашу эпоху: поэтому они в точности совпадали в начале 2000 г. Официальное название новой системы — International Celestial Reference System (Международная небесная система отсчета), сокращенно ICRS. Под этим названием подразумеваются правила построения системы. Конкретный набор квазаров с их координатами называют международной небесной системой отсчета, International Celestial Reference Frame, ICRF. Это реализация ICRS. По мере накопления более точных наблюдений реализация может быть обновлена. Заметим, впервые за почти трехтысячелетнюю историю основная систем небесных координат оказалась не связана с Землей. Это знаменует новый и очень важный этап в развитии астрометрии.

На координаты звезд в системе ICRS не влияет движение земной оси (прецессия и нутация), а также изменение ориентации земной орбиты под действием притяжения планет (так называемая «планетная прецессия», вносящая вклад в перемещение точки весеннего равноденствия). В системе ICRS изменение координат звезд связано лишь с их собственным движением в пространстве и с аберрацией.

Теперь для определения координат звезд в конкретный момент наблюдения не потребуется вводить всевозможные поправки: на прецессию, нутацию, и др. Это очень удобно при наблюдениях, например, с космическим телескопом. Но проводя

наблюдения с земной поверхности, нужно будет помнить, что телескоп установлен на подвижной Земле, которая обращается вокруг Солнца и вокруг оси, причем сама эта ось меняет ориентацию. Так что для определения *видимых мест* небесных светил в конкретный момент времени земному наблюдателю, чтобы навести на звезду телескоп, все равно придется вводить большинство перечисленных выше поправок (прецессия, нутация, вращение Земли, годовая и суточная аберрации, и т. д.). Но в целом астрономы существенно выигрывают при переходе от экваториальной системы к системе ICRS.

Астрономы используют и другие системы координат, например эклиптическую и галактическую.

### 1.1.3. Эклиптическая система координат

Основной плоскостью в этой системе служит плоскость эклиптики, а основным направлением в ней — направление на точку весеннего равноденствия. Можно сказать, что эклиптическая система — это экваториальная система, повернутая на угол, равный углу наклона экватора к эклиптике ( $\varepsilon_{2000} = 23^\circ 26' 21''$ ). Координата, аналогичная склонению, называется *эклиптической широтой* ( $\beta$ ), а координата, аналогичная прямому восхождению — *эклиптической долготой* ( $\lambda$ ). Эту систему использовали еще астрономы античного мира; используют ее и сейчас, например, при описании движений тел Солнечной системы.

Положение плоскости эклиптики в пространстве изменяется, но очень медленно. Это вызвано притяжением планет, возмущающим движение Земли вокруг Солнца. На рис. 1.6 показано изменение положения полюса эклиптики за большой промежуток времени, вычисленное методами небесной механики.

### 1.1.4. Галактическая система координат

При исследовании строения Галактики и движения в ней звезд удобно, чтобы основная плоскость системы координат совпадала со средней плоскостью Млечного Пути, которую называют *плоскостью галактического экватора*. В эпоху 2000.0 она наклонена к небесному экватору на угол  $62^\circ 52' 18''$  и пересекает его в точках  $\alpha = 18^{\text{h}} 51^{\text{m}} 27^{\text{s}}$  (восходящий узел) и  $\alpha = 6^{\text{h}} 51^{\text{m}} 27^{\text{s}}$ . За основное направление в галактической системе координат принято направление на центр Галактики ( $\alpha = 17^{\text{h}} 45^{\text{m}} 34^{\text{s}}$ ,  $\delta = -28^\circ 56,2'$ ). От него вдоль галактического экватора к востоку отсчитывают *галактическую долготу* ( $l$  или  $L$ ); она принимает значения от 0 до  $360^\circ$ . От галактической плоскости отсчитывают вторую координату, аналогичную склонению, — *галактическую широту* ( $b$  или  $B$ ); она принимает значения от 0 до  $+90^\circ$ .



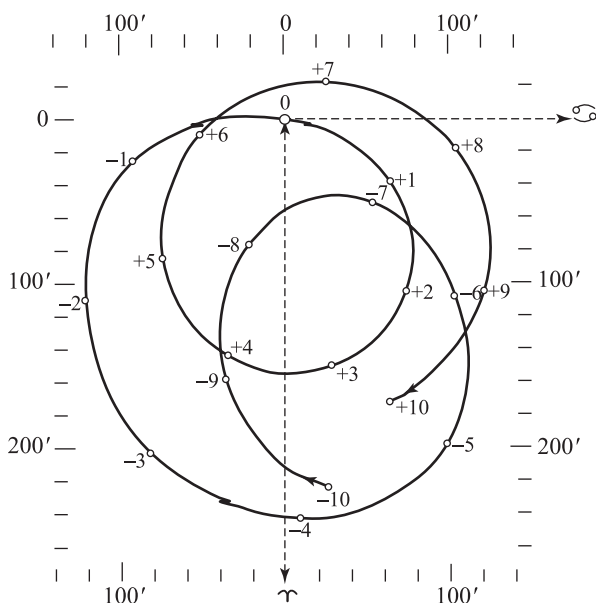


Рис. 1.6. Движение полюса эклиптики. Числа на кривой отмечают время в десятках тысяч лет

в направлении северного полюса Галактики ( $\alpha = 12^{\text{h}}51^{\text{m}}27^{\text{s}}$ ,  $\delta = +27^{\circ}07'42''$ ) и от 0 до  $-90^{\circ}$  в направлении южного полюса Галактики ( $\alpha = 0^{\text{h}}51^{\text{m}}27^{\text{s}}$ ,  $\delta = -27^{\circ}07'42''$ ).

### 1.1.5. Определение координат светил

С древних времен для определения координат светил служили угломерные инструменты, например, армиллярная сфера (рис. 1.7). Этот прибор представляет собой «модель» небесной сферы. Он состоит из нескольких кругов с делениями, которые можно ориентировать так, чтобы их плоскости совпадали с плоскостями горизонта, экватора или эклиптики (в античные времена пользовались эклиптической системой координат). Наблюдения были довольно сложны. Сейчас нам даже трудно представить себе, как древним астрономам удалось получить столь точные результаты, дошедшие до нас. Начиная с XVII в. и до наших дней основным инструментом служит меридианный круг (рис. 1.8). Он позволяет измерять зенитные расстояния светил в момент прохождения их через небесный меридиан, а также фиксировать моменты времени этих прохождений. Такие наблюдения позволяют после необходимых вычислений получить прямое восхождение и склонение светил. Точность наблюдений



Рис. 1.7. Армиллярная сфера Пекинской обсерватории

на современном меридианном круге — около  $0,2''$ . Дальнейшее повышение точности невозможно из-за влияния атмосферы Земли.

Наиболее точные определения координат небесных источников производят с помощью радиointерферометров со сверхдлинной базой. Это системы из нескольких радиотелескопов, располо-

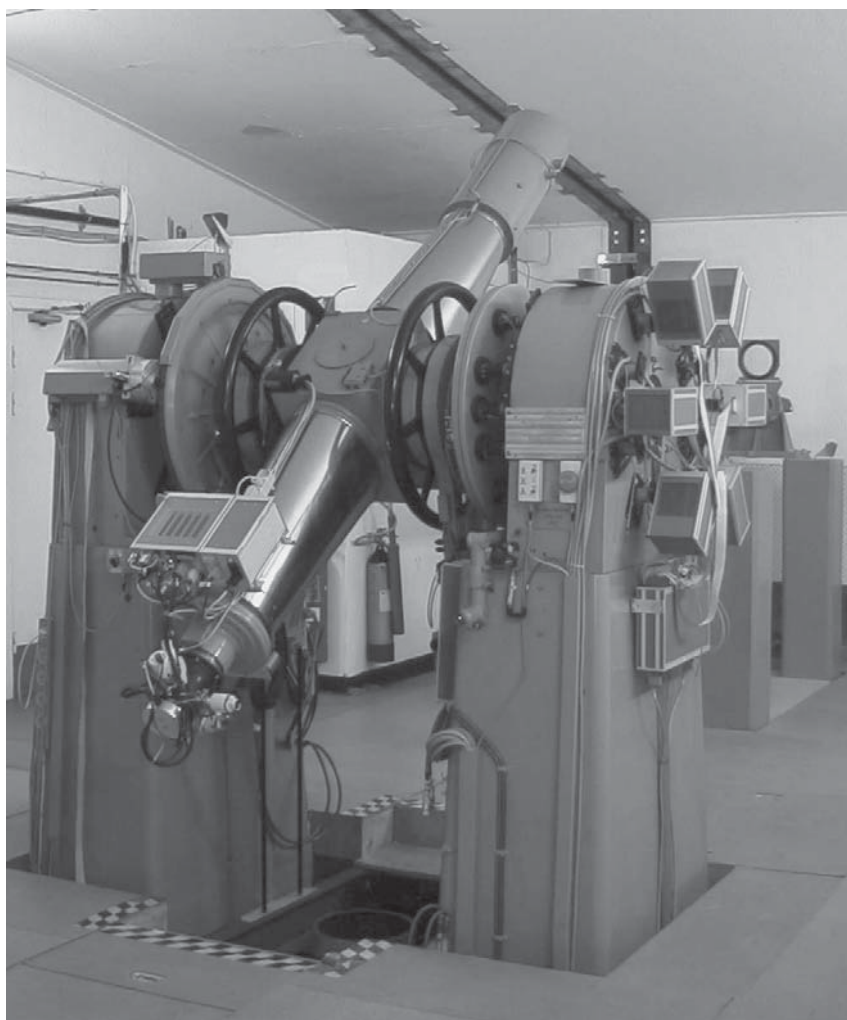


Рис. 1.8. Карлсбергский меридианный круг на острове Ла-Пальма (Канарские о-ва)

женных на расстоянии в тысячи километров друг от друга. Они одновременно наблюдают какой-либо объект, например, квазар. Сигналы их радиоприемников записывают на магнитные ленты вместе с сигналами сверхточного времени от атомных часов, что позволяет затем совместить эти записи и заметить разность фазы электромагнитных колебаний, связанную с разным положением антенн по отношению к источнику. Благодаря большому рас-

стоянию между радиотелескопами такая система очень чувствительна к направлению на объект; это и позволяет определять направление с точностью  $0,001''$ , а то и лучше. Именно на таких инструментах измерены координаты 608 квазаров, фиксирующие на небе современную систему координат ICRS.

К несчастью, большинство небесных тел не излучают радиоволны с достаточной интенсивностью, поэтому их координаты приходится определять оптическими инструментами. Специально для этой цели в 1989 г. был запущен искусственный спутник Земли «Гиппаркос» (Hipparcos, от англ. High Precision Parallaxes Collecting Satellite — спутник, собирающий параллаксы высокой точности). Его название напоминает нам о великом астрономе Гиппархе (II в. до н. э.), составившем первый каталог звездного неба. Спутник «Гиппаркос» создали астрономы и инженеры Западной Европы.

Список звезд для наблюдений «Гиппаркоса» был составлен заранее и содержал 118324 звезды. До запуска спутника астрономы всего мира могли подавать заявки на определение координат, движений и расстояний интересующих их звезд. «Гиппаркос» выполнял с виду простые наблюдения: он измерял угловые расстояния между звездами. Спутник работал три года, после чего в течение пяти лет на Земле производились весьма трудоемкие вычисления. В результате были измерены координаты, собственные движения и параллаксы входивших в список звезд, причем с точностью, никогда ранее не достигавшейся:  $0,001 - 0,002''$ . Международный астрономический союз (общественная организация астрономов) рекомендовал считать список звезд «Гиппаркоса» главным, начиная с 1 января 1998 г. Иными словами, координаты всех остальных небесных тел следует определять по отношению к звездам «Гиппаркоса». Заметим, что впоследствии из списка звезд, определяющих систему координат, исключены некоторые звезды, например, двойные. Эта система координат получила название HCRF (Hipparcos Celestial Reference Frame — опорная небесная система координат «Гиппаркоса»).

К сожалению, успехи «Гиппаркоса» не решили задачу определения координат светил полностью. Дело в том, что звезды списка «Гиппаркоса» в основном яркие, не слабее  $9,5^m$ , к тому же их мало. Например, если поле зрения телескопа имеет диаметр  $1^\circ$ , то в него попадает всего 2–3 звезды «Гиппаркоса». Этого недостаточно для измерения координат какого-либо нового объекта. Как говорят астрономы, систему «Гиппаркоса» нужно расширить на более слабые звезды.

Частично решить эту задачу помогли наблюдения, выполненные самим же «Гиппаркосом», но с помощью менее точной аппаратуры. Точность определения координат при этом получилась вполне удовлетворительной, а вот точность собственных движений очень низка. Если уточнить собственные движения звезд, результат будет весьма полезным. И тут на помощь пришли наши предшественники — астрономы конца XIX и начала XX вв. Мы получили возможность использовать результаты их наблюдений.

В 1887 г. астрономы многих стран собрались в Париже и решили создать первый в истории фотографический обзор неба — «Карту неба» (*Carte du Ciel*, франц.). Для этого были построены одинаковые телескопы — «нормальные астрографы» с объективами диаметром 34 см и фокусным расстоянием 3,4 м, которые отправили в 19 обсерваторий, разбросанных по всему миру. Фотографирование неба началось в 1891 г., но из-за мировых войн и других препятствий работа растянулась на десятилетия. В конце концов были получены 22 652 фотопластинки, на которых измерили (вручную!) координаты изображений 8,6 млн звезд. Поскольку сфотографированные на каждую пластинку участки неба перекрывались другими пластинками, оказались измерены координаты около 4,5 млн звезд. Эти измерения опубликованы в 254 томах — трудах участвовавших в работе обсерваторий. Обработка такого количества наблюдений оказалась невозможной до появления компьютеров. Но в конце 1990-х годов в России и США (независимо) нужные вычисления были сделаны. Астрономы смогли определить координаты 4,5 млн звезд на эпоху конца XIX–начала XX в.

Наблюдения столетней давности имели точность около  $0,4''$ . При определении собственных движений звезд эта ошибка делится на разность моментов наблюдений (разность эпох, как говорят астрономы). Благодаря такой большой разности эпох удалось определить собственные движения 2,5 млн звезд с точностью около  $0,0025''/\text{год}$ . Для столь большого количества звезд такая точность достигнута впервые. Сейчас многие астрономы используют эти результаты для изучения движения звезд в Галактике, для поиска двойных звезд и для многих других целей. Эта история показывает, что хорошо спланированные и тщательно выполненные наблюдения сохраняют свое значение очень долго. Участники программы «Карта неба» вряд ли предвидели, насколько важной окажется их работа.

В XX веке выполнено несколько фотографических обзоров неба на телескопах Шмидта. Они содержат звезды до  $20^m$  —  $22^m$ . Некоторые из них существуют в электронной форме:

каждый желающий может получить изображение любого участка неба по Internet (<http://www-gsss.stsci.edu/dss/dss.html> или <http://archive.eso.org/dss/dss>). На основе этих обзоров определены координаты более чем 100 млн звезд. К сожалению, точность их невелика — около 0,5". Параллаксы неизвестны. Для их измерения необходим новый космический эксперимент. Несколько таких проектов сейчас разработано. Они сулят увеличить количество звезд и повысить точность измерений в сто раз по сравнению с «Гиппаркосом». Покажем на примере, какая задача может быть решена при наличии такой точности.

Как известно, массивные тела искривляют проходящие мимо них лучи света (эффект *гравитационной линзы*). Если при наблюдении далекого объекта мы замечаем, как его изображение чуть-чуть беспорядочно «шевелится» по отношению к соседним звездам, значит между нами и этим объектом проходят невидимые массивные тела, искривляющие его свет. Измерив величину «шевеления», можно узнать, каковы массы и количество этих невидимых тел. Это один из способов изучить «скрытую массу», которая, по некоторым признакам, существует в Галактике.

## § 1.2. Измерение времени

### 1.2.1. Единицы времени

Движение происходит не только в пространстве, но и во времени; поэтому вместе с измерением координат необходимо измерять и время. Для этого нужно иметь часы и договориться о единице времени. Часы, как и каждый прибор, страдают погрешностью, поэтому их необходимо регулярно проверять. Бытовые часы проверяют при помощи радиостанций, передающих в начале каждого часа сигналы точного времени, которые они получают от самых точных часов. Но ведь кто-то должен следить и за этими часами!

Наиболее точными сейчас являются *атомные часы*. Это прибор, генерирующий электромагнитные колебания, частота которых определяется свойствами атомов некоторых химических элементов, например, цезия, рубидия или водорода. Но даже самые точные часы могут сбиться. Поэтому Международное бюро мер и весов сравнивает показания нескольких сотен атомных часов в разных странах и определяет их поправки относительно средних показаний всех этих часов. Так формируется *международное атомное время*, TAI (Time Atomic International). Единицей времени в астрономии, как и в международной системе единиц СИ,



служит *атомная секунда* (с). Для определения ее длительности служит излучение атома цезия  $^{133}\text{Cs}$ , испускаемое им при переходе внешнего электрона между двумя сверхтонкими уровнями основного состояния. Частота этого излучения считается равной 9 192 631 770 герц. Она подобрана таким образом, чтобы атомная секунда как можно меньше отличалась от прежней «астрономической» секунды.

Используют и производные единицы: сутки — это 86400 с, юлианский год — это 365,25 суток точно, юлианское столетие — 36525 суток, юлианское тысячелетие — 365250 суток. Минута равна 60 с, а час — это 3600 с. Короткие интервалы времени выражают в десятичных долях секунды — миллисекундах (мс), микросекундах (мкс), и т. д. В астрономии принято обозначения часов (h), минут (m) и секунд (s) писать справа от соответствующих чисел в виде верхнего индекса прямым шрифтом: например,  $3^{\text{h}}40^{\text{m}}$ , или  $22^{\text{h}}45^{\text{m}}37^{\text{s}}$ , или  $11^{\text{h}}22^{\text{m}}33,444^{\text{s}}$ .

Названия единиц времени «сутки», «юлианский год» связаны, конечно, с вращением Земли вокруг оси и ее движением вокруг Солнца, но теперь эта связь сохраняется только в названиях. Сейчас уже нет специальных астрономических единиц измерения времени.

Но мы живем на движущейся Земле и с нее производим астрономические наблюдения. Чтобы навести телескоп на нужное светило, нужно знать его *часовой угол* и склонение или же азимут и высоту. Во многих случаях необходимо точно знать положение наблюдателя в небесной системе отсчета, а для этого необходимо представлять положение земного шара относительно небесной системы координат. Особенно точным это знание должно быть при изучении движения искусственных спутников Земли. Все это требует специфических расчетов с участием времени. Чтобы решить эти задачи, астрономы пользуются величинами, которые мы здесь опишем.

### 1.2.2. Звездное время

*Звездным временем* называют часовой угол точки весеннего равноденствия. Название «звездное время» для величины, являющейся углом, сохранилось с той поры, когда величина этого угла использовалась для определения времени, т. е. вращение Земли было эталоном времени. На рис. 1.5 видно, что звездное время — это сумма прямого восхождения и часового угла любого светила:

$$s = \alpha + t.$$

Промежуток времени между двумя верхними кульминациями точки весеннего равноденствия называют *звездными сутками*. Другими словами, это время одного оборота Земли относительно точки весны. Оно составляет  $23^{\text{h}}56^{\text{m}}04,09^{\text{s}}$ . Звездное время имеет разное значение у наблюдателей, расположенных на разных географических долготах ( $\lambda$ ). Для наблюдателя на гринвичском меридиане ( $\lambda = 0^\circ$ ) оно называется гринвичским звездным временем ( $s_{gr}$ ). Местное звездное время ( $s$ ) и гринвичское различаются на долготу наблюдателя:

$$s = s_{gr} + \lambda.$$

Эта формула справедлива, если восточную долготу считать положительной, как это сейчас принято для Земли. На других планетах (например, на Марсе) восточная долгота считается отрицательной.

Звездные сутки делят на звездные часы, минуты и секунды. Однако эти величины не являются единицами времени. Их названия сохраняются по традиции. Один звездный час короче стандартного часа на 9,86 с.

### 1.2.3. Истинное солнечное время

Часовой угол Солнца, увеличенный на 12 часов (на половину оборота), называют *истинным солнечным временем*. Промежуток времени между двумя верхними кульминациями Солнца — истинные солнечные сутки. В течение года истинные солнечные сутки изменяются в пределах приблизительно от  $23^{\text{h}}59^{\text{m}}38^{\text{s}}$  до  $24^{\text{h}}00^{\text{m}}30^{\text{s}}$ . Другими словами, угловая скорость вращения Земли относительно Солнца не остается постоянной. Происходит это по двум причинам: из-за неравномерного движения Земли по эллиптической орбите и вследствие того, что угол наклона оси вращения Земли к плоскости эклиптики не равен  $90^\circ$ .

### 1.2.4. Среднее солнечное время

Жизнь людей связана с Солнцем, и единицей времени с древних времен служили истинные солнечные сутки. Когда выяснилось, что их продолжительность непостоянна, в качестве единицы времени стали использовать среднюю продолжительность истинных солнечных суток. А для того, чтобы сохранить прежние понятия и определения, вместо Солнца стали использовать фиктивное *среднее солнце* — математическую точку, которая движется равномерно по небесному экватору со скоростью, равной средней скорости движения Солнца по эклиптике. Часовой угол среднего солнца, увеличенный на 12 часов, называют *средним солнечным временем* (или просто *средним временем*).



Среднее солнечное время для наблюдателя на меридиане Гринвича называется *всемирным временем* и обозначается буквами UT (Universal Time). В компьютерных сетях часто используют и другое обозначение — GMT (Greenwich Mean Time, гринвичское среднее время). Среднее солнце невозможно наблюдать, поэтому среднее время получается вычислением из звездного времени и теории движения Земли вокруг Солнца.

### 1.2.5. Неравномерность вращения Земли

Придумав среднее солнце и связанное с ним среднее время, астрономы избавились от влияния неравномерности движения Земли по орбите и наклона эклиптики к экватору на измерение времени. Казалось бы, после этого астрономическое время должно было стать равномерным, поскольку связано только с вращением Земли вокруг оси. Трудно было представить, что такое массивное тело может менять скорость вращения. Однако уже в конце XIX в. зародилось подозрение, что вращение Земли происходит неравномерно, а в XX в. это было точно доказано. Сейчас

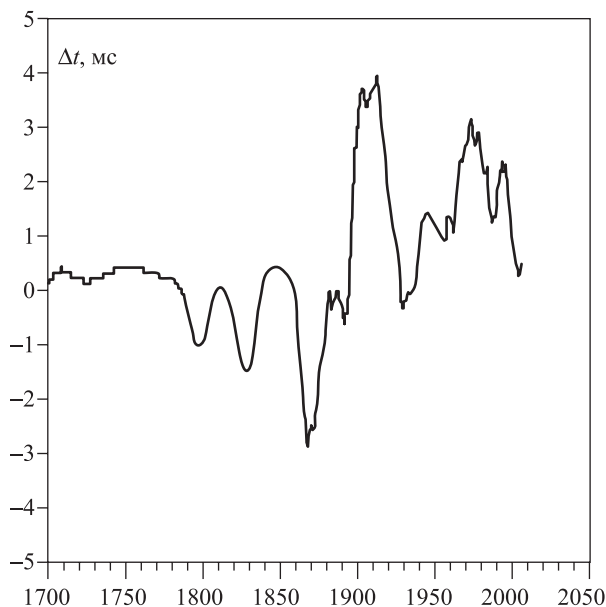


Рис. 1.9. Изменение продолжительности астрономических суток с течением времени. График показывает отличие ( $\Delta t$ ) астрономических суток от стандартной длительности в 86400 секунд СИ, в миллисекундах. Данные за 1700–1900 гг. не очень надежны, но все же заметна тенденция к увеличению астрономических суток

известно, что существуют три вида неравномерности вращения Земли: вековое замедление, сезонные изменения и случайные изменения.

*Вековое замедление* — это постоянное увеличение средних солнечных суток. В последние столетия период вращения Земли вокруг оси (астрономические сутки, не путать с единицей времени «сутки») увеличивается в среднем на 0,002 с за столетие. Причиной служит приливное влияние Луны и Солнца. Их притяжение вызывает деформацию Земли; движущиеся по телу планеты в западном направлении приливные выступы тормозят ее вращение. Кстати, при этом часть кинетической энергии вращения Земли переходит в тепло, хотя в общем тепловом балансе нашей планеты оно имеет малую долю. На рис. 1.9 показано изменение продолжительности суток за длинный период времени.

*Сезонные изменения*, или сезонные вариации происходят от перемещения масс на Земле со временем года рис. 1.10. В основном это связано с перемещением теплого и холодного воздуха,

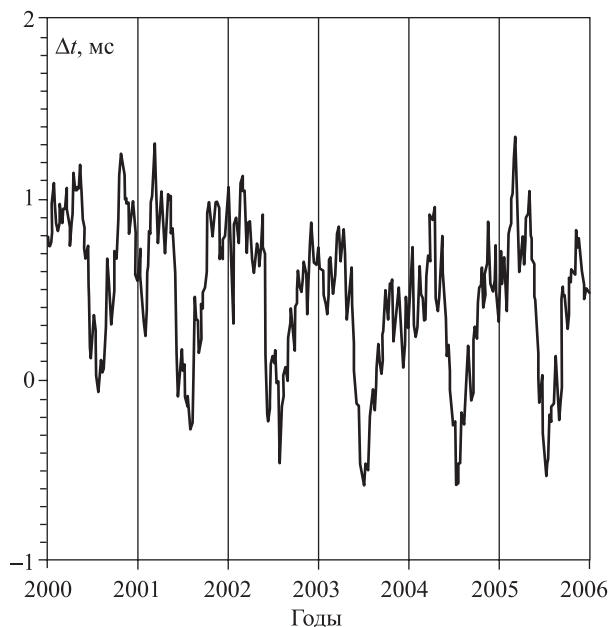


Рис. 1.10. Изменение длительности астрономических суток в 2000–2006 гг. График показывает превышение астрономических суток сверх 86400 секунд СИ, в миллисекундах. Хорошо видна сезонная неравномерность. Данные сглаженные

теплой и холодной воды. От этого изменяется момент инерции Земли, что и ведет к изменению угловой скорости вращения.

*Случайные изменения* иногда приводят к внезапным вариациям продолжительности суток, изредка превышающим 0,001 с. Причины их остаются неизвестными. Можно предположить, что некоторую роль играют землетрясения или солнечные вспышки. Первые изменяют момент инерции Земли, а вторые создают момент сил, действующих через магнитное поле на Землю.

### **1.2.6. Эфемеридное время и динамическое время**

Когда говорят, что всемирное время неравномерно, имеют в виду именно указанные выше неравномерности. Ясно, что такое время не годится для решения многих задач, в частности, задач навигации.

Чтобы избавиться от ошибок измерения времени, происходящих от векового замедления, в 1960 г. было введено «эфемеридное время» (ephemeris time, ET). Единицей этой шкалы времени служила эфемеридная секунда. Она была определена как  $1/31556925,9747$  доля тропического года на начало 1900 г., т. е. связана с движением Земли вокруг Солнца (а не с ее вращением вокруг оси). Измерялось эфемеридное время по движению Луны. На каждый данный момент оно могло быть определено с точностью не лучше нескольких десятых долей секунды.

Итак, отличительной чертой как всемирного, так и эфемеридного времени является то, что их измерение производится по вращению Земли и ее движению по орбите. Теоретической основой этих шкал является ньютоновская механика, в которой время считается одинаковым во всех системах координат.

С увеличением точности наблюдений и развитием релятивистской небесной механики потребовалось ввести новые шкалы времени. С середины 1980-х и до начала 1990-х гг. использовались две релятивистские шкалы времени: земное динамическое время (terrestrial dynamic time, TDT) и барицентрическое динамическое время (barycentric dynamic time, TDB), для наблюдателя на Земле и в центре масс Солнечной системы соответственно. Единицей этих шкал времени служила секунда СИ. Разница между этими шкалами имеет синусоидальный характер с амплитудой около 0,002 с и периодом в один год.

При определении этих шкал были допущены некоторые неясности. Более совершенными с теоретической точки зрения являются рекомендованные МАС в 1991 г. следующие шкалы времени: земное время (terrestrial time, TT) — время для наблюдателя на поверхности Земли, геоцентрическое координатное время

(geocentric coordinate time, TCG) — время для наблюдателя в центре Земли, барицентрическое координатное время (barycentric coordinate time, TCB) — время для наблюдателя в центре масс Солнечной системы. Теоретической основой этих шкал служит общая теория относительности, а физическим эталоном — атомные часы. Шкалы эфемеридного времени ET, земного динамического времени TDT и земного времени TT можно считать идентичными.

### 1.2.7. Всемирное координированное время

Вернемся ко всемирному времени, согласующему жизнь людей и работу приборов. Как мы видели, всемирное время, связанное с вращением Земли, не обладает достаточной равномерностью. Очевидно, было бы очень удобно, если бы оно контролировалось и исправлялось с помощью точного атомного времени. С этой целью введено *всемирное координированное время*, UTC (Universal Coordinated Time). Его основой служит атомное время (TAI), которое периодически «обновляется» таким образом, чтобы его отсчет был близок к всемирному времени.

Пусть, например, мы установили показания атомных часов так, чтобы всемирное и атомное время в данный момент совпали. Приблизительно через год–два вращение Земли отстанет от атомных часов примерно на секунду. (Это явление называют «вековым замедлением», но не потому, что данная величина накапливается именно в течение века, а лишь в том смысле, что замедление носит систематический, «вековой» характер.) Чтобы учесть отставание Земли, мы подправим счетчик атомных часов — пропустим в счете секунд одну секунду, т.е. оставим один «тик» атомных часов нумерованным. Будем повторять это по мере отставания Земли, так чтобы в течение года атомное время и всемирное совпадали с точностью до секунды. Для многих практических целей этого вполне достаточно и можно не различать атомное и всемирное время.

Такое «подправленное» атомное время и называется всемирным координированным временем. Именно оно передается по радио и телевидению. Именно в этой шкале времени записываются моменты астрономических наблюдений. Причиной для введения этой шкалы явилось то обстоятельство, что во многих областях науки и техники всемирное время употребляется как исходная величина для вычисления угла поворота Земли относительно избранного направления в инерциальной системе координат. Переход на чистое атомное время разорвал бы эту связь. Чтобы ее сохранить, необходимо несколько изменять по-

казания атомных часов. Например, если Земля в своем вращении «отстала» на угол в 15 секунд дуги, мы можем уменьшить показания атомных часов на одну секунду. После этого их показания будут соответствовать углу поворота Земли. Такие измененные в соответствии с вращением Земли показания атомных часов и называются всемирным координированным временем. Иногда эта шкала называется *всемирным согласованным временем*, что лучше отражает ее сущность.

«Лишнюю» секунду (leap second) в счете атомного времени разрешается пропускать (не нумеровать), если это необходимо, в начале календарных суток 1 января или 1 июля на меридиане Гринвича. Это означает, что от сигнала точного времени в 0 часов 31 декабря до сигнала в 0 часов 1 января проходит 86401 секунда (а не 86400, как обычно). Электронные наручные часы с кварцевой стабилизацией, периодически проверяемые, позволяют заметить эту лишнюю секунду в сутках.

В последние десятилетия XX в. «лишнюю» секунду приходилось вводить довольно регулярно, приблизительно один раз в год. Последнее согласование времени произошло 1 января 2006 г. При этом от сигналов точного времени в начале суток 31 декабря 2005 г. до сигналов времени в начале суток 1 января 2006 г. прошло 86401 с (а не 86400 с, как обычно). Любопытно, что с начала 1999 г. до конца 2005 г. не потребовалось вводить лишнюю секунду: вращение Земли с точностью до секунды происходило в согласии с атомной шкалой времени. Лишь 1 января 2006 г. была добавлена секунда, а в начале 2007 г. подобная процедура не потребовалась.

На 1 января 2006 г. международное атомное время опережало координированное время более чем на полминуты ( $TAI - UTC = 33$  с). Время, которое передается спутниковой системой GPS, было 6 января 1980 г. синхронизовано с UTC, но в дальнейшем в него не вводились лишние секунды, т.е. количество секунд, отсчитанных GPS после 1980 г. соответствует атомному времени. Поэтому на 1 января 2006 г. GPS уже опережало UTC на четверть минуты ( $GPS - UTC = 14$  с).

Конечно, если мы хотим с точностью до секунды вычислить промежуток времени между двумя событиями, разделенными более чем одним годом, лишние секунды нужно учесть. Необходимые сведения можно получить в астрономических или метрологических учреждениях. Следят за вращением Земли международные и национальные организации: Международная служба вращения Земли и опорных систем (International Earth Rotation Service and Reference Systems

Service, IERS, <http://www.iers.org/>), в России — Государственная служба времени, частоты и определения параметров вращения Земли ([http://www.vniiftri.ru/et\\_1.html](http://www.vniiftri.ru/et_1.html)). Полезная информация содержится на сайте Морской обсерватории США (<http://tycho.usno.navy.mil/time.html>).

Часто встречающаяся задача — перевод всемирного координированного времени UTC в земное время TT. Для периода после 1961 г. она решается с помощью формулы:

$$TT = UTC + A + B \times (JD - C).$$

Здесь JD — юлианская дата момента, на который дано значение UTC, а коэффициенты  $A, B, C$  берутся из табл. 1.1.

Таблица 1.1. **Коэффициенты для перевода всемирного координированного времени UTC в земное время TT**

Начало интервала		A, с	B, с/сутки	C
Дата	JD			
1962 01 01	2437665.5	34.0298580	0.0011232	2437665.5
1963 11 01	2438334.5	34.1298580	0.0011232	2437665.5
1964 01 01	2438395.5	35.4241300	0.0012960	2438761.5
1964 04 01	2438486.5	35.5241300	0.0012960	2438761.5
1964 09 01	2438639.5	35.6241300	0.0012960	2438761.5
1965 01 01	2438761.5	35.7241300	0.0012960	2438761.5
1965 03 01	2438820.5	35.8241300	0.0012960	2438761.5
1965 07 01	2438942.5	35.9241300	0.0012960	2438761.5
1965 09 01	2439004.5	36.0241300	0.0012960	2438761.5
1966 01 01	2439126.5	36.4971700	0.0025920	2439126.5
1968 02 01	2439887.5	36.5971700	0.0025920	2439126.5
1972 01 01	2441317.5	42.184	0.0	0.0
1972 07 01	2441499.5	43.184	0.0	0.0
1973 01 01	2441683.5	44.184	0.0	0.0
1974 01 01	2442048.5	45.184	0.0	0.0
1975 01 01	2442413.5	46.184	0.0	0.0
1976 01 01	2442778.5	47.184	0.0	0.0
1977 01 01	2443144.5	48.184	0.0	0.0
1978 01 01	2443509.5	49.184	0.0	0.0
1979 01 01	2443874.5	50.184	0.0	0.0
1980 01 01	2444239.5	51.184	0.0	0.0
1981 07 01	2444786.5	52.184	0.0	0.0
1982 07 01	2445151.5	53.184	0.0	0.0
1983 07 01	2445516.5	54.184	0.0	0.0
1985 07 01	2446247.5	55.184	0.0	0.0
1988 01 01	2447161.5	56.184	0.0	0.0

Таблица 1.1 (продолжение)

Начало интервала		A, с	B, с/сутки	C
Дата	JD			
1990 01 01	2447892.5	57.184	0.0	0.0
1991 01 01	2448257.5	58.184	0.0	0.0
1992 07 01	2448804.5	59.184	0.0	0.0
1993 07 01	2449169.5	60.184	0.0	0.0
1994 07 01	2449534.5	61.184	0.0	0.0
1996 01 01	2450083.5	62.184	0.0	0.0
1997 07 01	2450630.5	63.184	0.0	0.0
1999 01 01	2451179.5	64.184	0.0	0.0
2006 01 01	2453736.5	65.184	0.0	0.0

## § 1.3. Календарь

### 1.3.1. Юлианский календарь

Многие единицы измерения были выбраны более или менее произвольно: например, метр, килограмм, и др. Но с единицами времени так поступить практически невозможно. Существуют два промежутка времени, которые настолько сильно определяют жизнь людей, что забыть про них нельзя, — это сутки и год. Они даны нам природой. Сутки — время одного оборота Земли вокруг оси; год — время одного оборота Земли по орбите вокруг Солнца. Точнее говоря, *тропический год* — промежуток времени между прохождениями Солнца через точку весеннего равноденствия. Именно за это время происходит смена сезонов, от весны до весны. Никто не станет отрицать, что год, как и сутки, служит удобной и вполне естественной единицей времени.

Для счета больших отрезков времени ведут календарь. Трудности при составлении календаря возникают потому, что тропический год содержит нецелое число суток, а именно, его продолжительность составляет около 365,2422 суток. Иными словами, малая единица времени (сутки) не содержится целое число раз в большой (год). Но календарный год, используемый в повседневной жизни, должен обязательно содержать целое число суток. В противном случае возникла бы невообразимая путаница, например, каждый новый год начинался бы в разные часы суток. Пытаясь решить эту проблему, люди придумали множество календарных систем и продолжают совершенствовать их до сих пор.

Можно было бы принять, что календарный год содержит ровно 365 суток, а про оставшиеся 0,2422 суток «забыть». Так

сначала и поступали, например, в Древнем Египте. Но тогда начало времен года, например, весны, постепенно «съезжало» относительно начала календарного года, приблизительно на один день за четыре года. Ведь четыре года по 365 дней содержат на один день (точнее, на 0,9688 дня) меньше, чем четыре астрономических года. Всего лишь за каких-нибудь 120 лет наступление весны перемещалось с марта на апрель.

Выход из положения был найден уже давно, в том же Древнем Египте: календарные годы стали делать разной продолжительности, по 365 или по 366 дней, чередуя их так, чтобы средняя продолжительность календарного года была близкой к тропическому году. Например, если каждые три года составлены из 365 дней, а четвертый — из 366 дней, то средняя продолжительность года будет 365,25 дней. А это уже мало отличается от тропического года в 365,2422 дней. Календарь, основанный на таком правиле, был введен римским диктатором Юлием Цезарем в 46 г. до н. э. Его называют *юлианским календарем*, в просторечии — старым стилем. Предложил этот календарь Юлию Цезарю египетский астроном Созиген. В таком календаре начало весны (момент весеннего равноденствия) в течение трех лет смещается относительно начала года приблизительно на четверть суток ежегодно, а в четвертом году возвращается «на свое место» благодаря наличию дополнительного дня в этом високосном году. Слово «високосный» происходит от лат. «биссекстус», что означает «второе шестое число». В древнем Риме последние дни месяца нумеровались числами дней, оставшихся до начала следующего месяца, а дополнительный день вставляли перед 24 февраля (шестым в то время днем перед началом марта). Современное правило, согласно которому високосные годы — это те, номер которых делится на четыре, возникло много позже и случайно.

### 1.3.2. Григорианский календарь

Все было бы хорошо, если бы не оставшаяся разница между средней продолжительностью календарного и астрономического годов. Она составляет  $365,25 - 365,2422 = 0,0078$  суток. А это означает, что за 128 лет начало весны смещается относительно начала года на одни сутки, т. е. попадает на предыдущее число месяца. Юлианский календарь использовали более полутора тысяч лет, до 1582 г. За это время начало весны сместилось на 10 дней. Такая разница уже имеет практическое значение, хотя, вероятно, и небольшое.

Религиозное значение этой разницы оказалось больше, и в 1582 г. католическая церковь в лице папы Григория XIII



предприняла реформу календаря. Религиозное значение начала весны состоит в том, что день праздника Пасхи вычисляется по строгому церковному правилу, принятому в IV в., причем точкой отсчета служит момент весеннего равноденствия. В IV в. равноденствие приходилось на 21 марта, но к 1582 г. на момент равноденствия приходилось уже 11 марта юлианского календаря. Григорий XIII решил устранить это расхождение, причем раз и навсегда. Это можно было сделать, только более точно уравнив среднюю продолжительность календарного года с тропическим годом. Расчет показывает, что за 400 лет юлианский календарь «уходит» примерно на 3 дня. Если исключить из него за этот период 3 дня, например, не используя 3 високосных года, то средняя продолжительность календарного года составит 365,2425 суток, что всего лишь на 0,0003 суток (26 секунд) отличается от продолжительности тропического года. Счет дней, основанный на таком правиле, называют григорианским календарем, в просторечии — новым стилем. Разумеется, разработал реформу календаря не папа римский, а известные европейские астрономы и математики — Лилий (Луиджи Лилио Джиральди), Клавий (Христоф Клау), Питат (Пьетро Питати) и др. (см.: *Мойер Г.* Григорианский календарь // В мире науки. 1983, № 2).

Какие же именно годы следует исключить из числа високосных? Правило должно быть простым и легко запоминающимся. Вспомним, что в юлианском календаре високосными считаются все годы, две последние цифры в записи которых без остатка делятся на 4, например, 1900, 1996, 2000, ... Если цифра оканчивается двумя нулями, то в юлианском календаре такой год всегда считается високосным. В григорианском же календаре из числа високосных исключают годы, номера которых оканчиваются на два нуля, и при этом первые две цифры номера не делятся на 4. В течение 400 лет встречаются как раз 3 таких года. Например, годы 1700, 1800, 1900 в григорианском календаре простые, а 1600 и 2000 — високосные.

В своем решении (булле) Григорий XIII для исправления накопившейся неточности предписал следующий день после 4 октября 1582 г. считать 15-м октября, и впредь пользоваться правилом високосных лет, изложенным выше. Но далеко не все страны сразу перешли на григорианский календарь. Началу этой реформы предшествовали многолетние исследования математиков и астрономов, а после опубликования папской буллы в течение многих лет не затихали ожесточенные дискуссии ученых и неученых мужей по поводу нового календаря.

Первыми подчинились приказу папы римского Франция, Италия, Португалия, Испания, Польша, Бавария и Люксембург (1582–83 гг.), затем Бельгия, Австрия, католические области Германии и часть Нидерландов (1583–84 г.), затем Венгрия (1587 г.). Протестантские области Германии, Норвегия и Дания приняли новый стиль в 1700 г., но при этом еще 75 лет сохраняли старые правила для вычисления даты пасхи. Швейцария переходила к новому стилю не спеша: с 1583 по 1812 гг. Великобритания вместе со своими заморскими территориями приняла григорианский календарь только в 1752 г., перенеся, кстати, начало года на 1 января, поскольку до этого он начинался там со дня Благовещения — 25 марта. Швеция окончательно перешла на новый стиль в 1844 г.; затем Япония (1873 г.). Между 1911 и 1926 гг. к ним присоединились Албания, Болгария, Китай, Эстония, Латвия, Литва, Румыния, Греция и Турция.

В России юлианский календарь (старый стиль) в полном объеме был введен только в 1700 г. До этого момента счет лет вели «от сотворения мира» (5508 г. до н.э.), а начинался год 1 сентября. Указом Петра I от 15 декабря 1699 г. предписывалось вслед за 31 декабря 7208 г. «от сотворения мира» считать 1 января 1700 г. «от рождества Христова».

Григорианский календарь (новый стиль) был введен в России декретом большевистского правительства в 1918 г.: после 1 февраля было предписано считать 14 февраля. Григорианский календарь нельзя считать безукоризненным. Во-первых, разница между средней продолжительностью календарного года и тропическим годом все-таки существует, она составляет 0,0003 суток. Это означает, что приблизительно через 3300 лет начало весны сместится на одни сутки (на одну дату) по сравнению с современной датой — 21 марта. Во-вторых, как продолжительность суток, так и продолжительность тропического года меняются, хотя и очень медленно. Решение возникающих отсюда проблемы можем со спокойной совестью предоставить нашим далеким потомкам.

### 1.3.3. Проекты новых календарей

Несмотря на то, что астрономические вопросы построения календаря решены, регулярно появляются проекты реформы календаря. Они преследуют цель устранить некоторые бытовые и экономические его недостатки. Например, каждый год приходится гигантскими тиражами печатать новые календари, поскольку одинаковые даты в разные годы приходятся на разные дни недели. Кроме того, количество дней и недель в месяцах, кварталах и

полугодиях неодинаково, что заметно усложняет экономические, финансовые и статистические расчеты. Все это заставляет энтузиастов искать варианты новых «вечных» календарей.

В одном из таких проектов год делится на четыре квартала, в каждом из которых содержится три месяца, причем в первом месяце 31 день, а в двух других — по 30 дней. В каждом квартале ровно 13 недель. Четыре таких квартала составят 364 дня. Один день (а в високосном году — два) считается «лишним»; его объявляют праздником (например, Нового года) и не связывают с ним ни календарной даты, ни дня недели. В таком весьма симметричном календаре даты жестко связаны с днями недели, за исключением одного-двух «лишних» дней.

Неясно, имеет ли смысл ради такого сомнительного преимущества затевать реформу календаря, которая коснется всего человечества? Трудностей и путаницы будет несравненно больше, чем, скажем, при переименовании улиц и городов. Социальные последствия этого не могут быть точно предсказаны. Поэтому вопрос о новом календаре пока не решен и, скорее всего, в ближайшее время решен не будет. Единственный эксперимент в этой области принадлежит Франции: введенный в период буржуазной революции 1792 г. новый календарь содержал 12 месяцев по 30 дней в каждом плюс 5-6 праздничных дней; он просуществовал почти 13 лет. Заметим, что сейчас уже нет проблем с нахождением дня недели для любой даты в прошлом и будущем. Для решения этой задачи предложено множество алгоритмов и компьютерных программ.

#### **1.3.4. Лунные и лунно-солнечные календари**

До сих пор мы обсуждали календарные системы, в которых присутствуют два масштаба времени — солнечные сутки и год, к сожалению, не кратные друг другу. Но существует еще один важный временной масштаб — синодический лунный месяц (29,53 суток), который до сих пор играет большую роль в жизни южных, в особенности, кочевых народов. Для них чередование полнолуний и новолуний не менее важно, чем смена сезонов для более северных народов.

Поэтому с древних времен существуют чисто лунные и лунно-солнечные календари, учитывающие продолжительность лунного месяца. Например, доисторический китайский календарь и ранний египетский календарь были чисто лунными; в наше время таковым является мусульманский календарь, широко распространенный на Ближнем и Среднем Востоке. Он состоит

из 12 месяцев, содержащих по 29 или 30 дней, при этом число дней в последнем месяце меняется от года к году.

Типичным лунно-солнечным календарем является еврейский календарь, который имеет очень древнее происхождение. Его 12 месяцев содержат попеременно 29 и 30 дней, а примерно раз в 3 года добавляют 13-й месяц. До Мухаммеда, умершего в 632 г., у арабов тоже был лунно-солнечный календарь со «вставным» месяцем, похожий на еврейский. Такие календари весьма сложны и в нашу эпоху выглядят архаичными.

### § 1.4. Юлианские дни

В астрономических формулах часто фигурирует время; обычно его обозначают буквой  $t$ . При проведении астрономических наблюдений момент времени записывают в виде календарной даты (год, месяц, день) и показания хронометра (часы, минуты, секунды). Но использовать такую запись в формулах нельзя, поскольку она не является одним числом. Чтобы охарактеризовать момент одним числом, в астрономии пользуются непрерывным счетом времени в сутках и их долях, — так называемой *юлианской датой* (юлианскими днями). Эту систему счета предложил в 1583 г. Жозеф Скалигер для целей истории и хронологии. О происхождении названия системы до сих пор идут споры: назвал ли ее Скалигер в честь своего отца Юлия или имел в виду юлианский календарь?

Юлианская дата — это число суток и их долей, прошедших с момента: 12 часов всемирного времени 1 января 4713 г. до н.э. Например, юлианская дата, соответствующая 12 часам всемирного времени 1 января 2000 г. равна 2451 545,0. А юлианская дата момента наступления 2000 г. на меридиане Гринвича равна 2451 544,5 (на половину суток раньше). Юлианская дата обозначается буквами JD (Julian Date). Во всех астрономических календарях есть таблицы, позволяющие определить юлианскую дату по календарной. Для этой же цели придумано много алгоритмов и компьютерных программ (см.: *Мейс Ж.* Астрономические формулы для калькуляторов. С. 29).

Приведем в качестве примера формулу, которую можно применять, начиная с 1 марта 1900 г. и до 28 февраля 2100 г.:

$$JD = 367 \times Y - \text{int} \left( 7 \times \left( Y + \frac{1}{4} \times \text{int} \left( \frac{M+9}{12} \right) \right) \right) + \\ + \text{int} \left( 275 \times \frac{M}{9} \right) + D + 1721013,5.$$

Здесь  $Y, M$  — номер года и номер месяца соответственно,  $D$  — число месяца, можно с дробью. Например, для 26 января 2005 года, 6 часов всемирного времени можно задать  $Y = 2005$ ,  $M = 1$ ,  $D = 26,25$ . Функция **int** возвращает целую часть числа, т. е. требуется отбросить дробную часть числа, стоящего внутри скобок. Например,  $\text{int}(3,77) = 3$ . Юлианская дата в 12 часов всемирного времени 26 января 2005 г. равна 2453397,0.

Определив юлианскую дату на 12 часов какого-либо дня, можно просто вычислить, какой это день недели. Юлианская дата на 12 часов является целым числом. Если остаток от его деления на 7 равен 0, то это понедельник, если остаток равен 1, то вторник, и т. д.

## § 1.5. Астрономическая навигация

Определение координат наблюдателя называется *навигацией*. По-латыни *navigatio* — мореплавание, хотя современный термин означает науку о методах вождения не только морских судов, но и летательных аппаратов, включая и космические. Мы рассмотрим два метода навигации: метод Сомнера и современную спутниковую навигационную систему. Идея метода, известного как метод Сомнера, существовала задолго до работы английского моряка Сомнера, предложившего графический метод решения уравнений в середине XIX в. Другой метод предложил русский моряк М. Акимов приблизительно в то же время.

### 1.5.1. Метод Сомнера

Измерим зенитные расстояния двух звезд или других светил с известными экваториальными координатами (их можно найти в астрономическом ежегоднике) и заметим в моменты измерений показания часов. Этого достаточно, чтобы определить широту и долготу наблюдателя. Измерения можно произвести каким-либо угломерным инструментом. На кораблях для этой цели использовался *секстант* (рис. 1.11) — инструмент, в который можно было одновременно наблюдать светило и горизонт.

Суть метода Сомнера можно видеть на рис. 1.12. Проведем прямую  $OZ$  из центра Земли к наблюдателю в точке  $A$  и дальше по направлению к зениту  $Z$ . Проведем также прямую  $OS_1$  из центра Земли по направлению к звезде  $S_1$ . Она пересечет поверхность Земли в точке  $O_1$ . Проведем еще прямую  $AS'_1$  из точки  $A$  по направлению к той же звезде  $S_1$ . Прямые  $AS'_1$  и  $OS_1$  можно считать параллельными, поскольку расстояние до звезды очень велико по сравнению с радиусом Земли. Угол  $ZAS'_1$  — зенитное

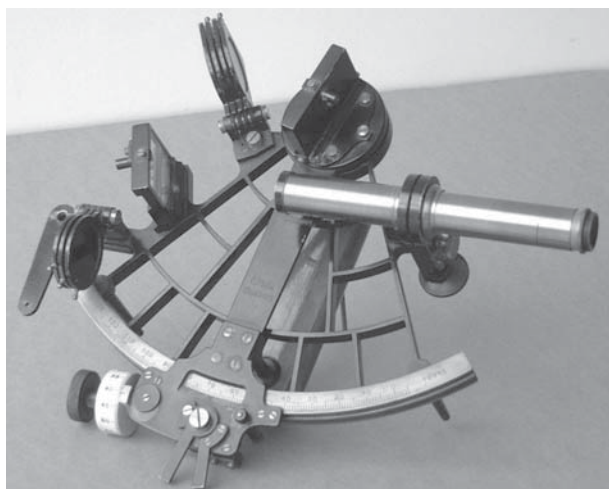


Рис. 1.11. Морской секстант

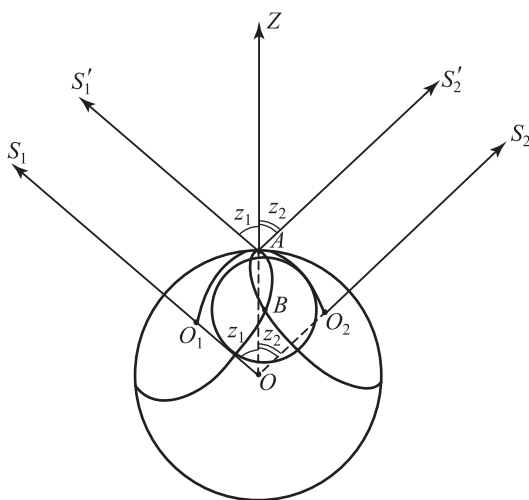


Рис. 1.12. Метод Сомнера

расстояние звезды  $S_1$ . Заметим, что углы  $ZAS'_1$  и  $ZOS_1$  равны как соответственные при параллельных прямых. Следовательно, угловой размер дуги  $AO_1$  равен зенитному расстоянию звезды, которое обозначим через  $z_1$ . Иначе говоря, наблюдатель находится на окружности с центром в точке  $O_1$ , угловой радиус которой равен  $z_1$ .

Проведя такие же рассуждения для звезды  $S_2$ , найдем, что наблюдатель находится на окружности с центром в точке  $O_2$ , угловой радиус которой равен  $z_2$ . Очевидно, что если знать координаты точек  $O_1$  и  $O_2$  на поверхности Земли, можно вычислить и координаты наблюдателя в точке  $A$ .

Точки  $O_1$  и  $O_2$  — это точки, из которых звезды  $S_1$  и  $S_2$  видны в зените. Их положение на Земле можно вычислить, если знать ориентацию Земли относительно стандартной небесной системы координат ICRS. А для этого необходимо знать моменты наблюдений (поскольку Земля вращается). В настоящее время определение моментов не представляет трудностей — часы всегда можно проверить по радио. До появления радио морякам приходилось возить с собой часы, специально приспособленные для хранения времени на корабле — *морской хронометр* (рис. 1.13) изобретенный английским мастером Гаррисоном в XVII в. До изобретения хронометра время определяли по положению Луны среди звезд или по конфигурации спутников Юпитера.

Заметим, что наблюдатель в точке  $B$  (второй точке пересечения окружностей) измерит точно такие же зенитные расстояния  $z_1$  и  $z_2$ . После вычислений придется сделать выбор между точками  $A$  и  $B$ . Почти всегда приближенное положение наблюдателя известно, так что выбор сделать просто. В крайнем случае можно измерить зенитное расстояние третьей звезды.

Метод Сомнера иногда называют «методом линий положения». Это название произошло от графического способа вычисления координат наблюдателя. Для читателей, склонных к программированию, приведем формулы для решения задачи. Зенитные расстояния вычисляются так:

$$\begin{aligned}\cos z_1 &= \sin \delta_1 \sin \varphi + \cos \delta_1 \cos \varphi \cos(s_{gr1} + \lambda - \alpha_1) \\ \cos z_2 &= \sin \delta_2 \sin \varphi + \cos \delta_2 \cos \varphi \cos(s_{gr2} + \lambda - \alpha_2).\end{aligned}$$

Здесь  $\lambda$ ,  $\varphi$  — долгота и широта наблюдателя,  $\alpha_1$ ,  $\delta_1$ ,  $\alpha_2$ ,  $\delta_2$ , — экваториальные координаты звезд  $S_1$  и  $S_2$ , а  $s_{gr1}$ ,  $s_{gr2}$  — гринвичское звездное время в моменты наблюдений звезд. Гринвичское звездное время можно вычислить по формуле:

$$s_{gr} = s_0 + UT \times 1,0027379093,$$

где  $s_0$  — звездное время в гринвичскую полночь. Его можно найти в астрономическом календаре на каждый день. Всемирное время UT отличается от гражданского времени на целое число часов. Например, для Москвы зимой  $UT = T_{\text{моск}} - 3$  часа, а летом  $UT = T_{\text{моск}} - 4$  часа.



Рис. 1.13. Морской хронометр

Формулы для зенитного расстояния представляют собой систему двух тригонометрических уравнений с двумя неизвестными  $\lambda$  и  $\varphi$ . Она имеет два решения, соответствующие двум точкам пересечения окружностей на рис. 1.12. Систему можно решить как графическим методом, так и с помощью компьютера, если знать приближенные значения долготы и широты.

В предыдущих рассуждениях мы приняли Землю за шар. Это нужно было для того, чтобы направление вертикальной линии и направление к центру Земли совпадали. Если отказаться от этого условия, вычисления станут более сложными. Напомним также, что в формулы для зенитного расстояния надо подставлять видимые координаты звезд, приведенные в астрономическом ежегоднике на данный год и месяц и при этом в системе



экваториальных координат, основная плоскость которой точно совпадает с плоскостью экватора Земли в момент наблюдений.

### 1.5.2. Спутниковая навигация

С появлением искусственных спутников Земли и высокоточных часов возникли новые возможности для навигации, основанные на измерении расстояний до спутников. Предположим, наблюдатель может измерить свое расстояние до спутника с известными пространственными координатами. Тогда он знает, что находится на сфере с центром в спутнике и радиусом, равным расстоянию до спутника. Если в этот же момент измерить расстояние до другого спутника, то можно утверждать, что наблюдатель находится на окружности, по которой пересекаются две сферы с центрами в спутниках и измеренными радиусами. Если же измерить расстояние до третьего спутника, то положение наблюдателя определится точкой пересечения трех сфер. Таких точек, вообще говоря, две, но, как правило, нетрудно понять, в какой именно из них находится наблюдатель.

Навигационные спутники регулярно посылают радиосигналы, содержащие данные о моменте времени посылки и точные координаты самого спутника в этот момент. Эти данные вычисляет бортовой компьютер спутника на основе информации от наземных станций сопровождения. Наблюдатель с радиоприемником и точными часами, принимая сигналы спутника и фиксируя моменты их прихода, узнает как положение спутника так и расстояние до него, которое он вычисляет по времени распространения радиосигнала.

Все очень просто. Но в таком простом варианте этот метод пока неосуществим, поскольку требуется, чтобы моменты посылки сигналов и моменты их приема наблюдателем фиксировались в одной и той же системе измерения времени. Другими словами, наблюдатель должен знать поправку своих часов относительно часов на спутниках с такой точностью, которая в настоящее время не может быть достигнута простыми средствами. Действительно, расстояние в 30 м радиоволна проходит за  $10^{-7}$  с. Если требуется определить положение наблюдателя с точностью 30 м, поправка часов должна быть известна с этой точностью. Однако наблюдение четвертого спутника избавляет от необходимости знать поправку часов. Имея четыре момента времени, можно определить три разности между ними, которые также однозначно определяют положение наблюдателя, как и три «абсолютных» момента. А разности моментов времени можно измерить точно,

даже не зная поправки часов наблюдателя относительно часов спутников.

В настоящее время существуют две системы навигации, основанные на описанном принципе: GPS (Global Positioning System) и ГЛОНАСС (Глобальная навигационная спутниковая система), созданные, соответственно, США и бывшим СССР. GPS состоит из 24 спутников, обращающихся вокруг Земли по круговым орбитам с периодом 12 звездных часов. Наклон всех орбит одинаков и равен  $55^\circ$ . С любой точки Земли можно одновременно наблюдать от 4 до 8 спутников, посылающих сообщения об их местоположении, о поправке бортовых часов, о времени, прошедшем после начала сообщения, а также коды для распознавания спутника. Специальный приемник спутниковой навигации принимает эти сообщения, а встроенный в него компьютер производит необходимые вычисления, записывает результаты в память и отображает их на экране. Наблюдателю нужно только включить приемник, и на экране появляются его точные географические координаты.

Мы описали только основной принцип действия спутниковой навигационной системы. На практике требуется учитывать много факторов, влияющих на время распространения сигнала от спутника до приемника. Например, радиосигнал распространяется в атмосфере Земли, где скорость его не совпадает со скоростью света в вакууме и зависит от частоты. Нужную поправку можно определить, принимая сигналы на двух различных частотах. Для этого спутники излучают сигналы на частотах, соответствующих длинам волн 19,0 и 24,4 см.

Сравним классический и спутниковый способы навигации. Прежде всего заметим, что спутниковый способ не предполагает никаких угловых измерений. Измеряемыми величинами являются лишь интервалы времени. Это не только повысило точность, но и создало условия для полной автоматизации навигации. Классический способ не позволяет определить высоту наблюдателя над уровнем моря, а спутниковая система дает такую возможность. Это связано с тем, что перемещение наблюдателя по вертикали не изменяет зенитные расстояния звезд, поскольку они слишком далеки. Классический способ основан на наблюдении естественных небесных тел, координаты которых хорошо известны, а изменяются очень медленно. Спутниковая же система базируется на искусственных небесных телах, координаты которых меняются значительно быстрее и не могут быть предсказаны с высокой точностью более чем на сутки. Поэтому наземные

станции постоянно наблюдают спутники, вычисляют их орбиты и регулярно обновляют данные на борту спутников.

Точность спутниковой навигации выше классической более чем в 10 раз. Окончательный результат получается в 100 раз быстрее и при этом автоматически. Длительные наблюдения в одном месте позволяют определить положение приемника сигналов с точностью несколько сантиметров. По этим и другим причинам классические методы навигации практически ушли в прошлое. Означает ли это, что современные методы не являются астрономическими? Конечно, нет. Свой вклад в спутниковую навигацию вносят многие астрономы. Это специалисты по небесной механике — они разрабатывают методы вычисления орбит спутников. Это специалисты по астрометрии и радиоастрономии — они создают все более совершенные системы небесных координат. Это астрономы и геофизики, изучающие вращение Земли. И, конечно, это специалисты по радиоэлектронике, создавшие атомные часы, без которых спутниковая навигация была бы невозможной.

## Литература

*Даффет-Смит П.* Практическая астрономия с калькулятором. — М.: Мир, 1982.

*Жаров В. Е.* Сферическая астрономия. Фрязино: Век 2, 2006.

*Климишин И. А.* Календарь и хронология. — М.: Наука, 1990.

*Куликовский П. Г.* Справочник любителя астрономии. — М.: Эдиториал УРСС, 2002.

*Ковалевский Ж.* Современная астрометрия. Фрязино: Век 2, 2004.

*Меёс Ж.* Астрономические формулы для калькуляторов. — М.: Мир, 1988.

*Монтенбрук О., Пфлеггер Т.* Астрономия с персональным компьютером. — М.: Мир, 1993.

*Подобед В. В.* Фундаментальная астрометрия. — М.: Наука, 1968.

*Селешников С. И.* История календаря и хронология. — М.: Наука, 1972.

*Хауз Д.* Гринвичское время и открытие долготы. — М.: Мир, 1983.

## Глава 2

# ОПТИЧЕСКАЯ АСТРОНОМИЯ

К. В. Куимов, В. Г. Сурдин

### § 2.1. Задачи телескопа и принцип его устройства

Глядя на небо невооруженным глазом, любознательный человек испытывает, по крайней мере, два желания: во-первых, разглядеть мелкие детали на поверхности протяженных небесных тел, например Луны и Солнца; во-вторых, увидеть слабые объекты ночного неба, на существование которых намекает большое количество слабых, едва различимых звезд. Действительно, большинство небесных объектов невидимы для невооруженного глаза, и уж тем более неразличимы их мелкие детали. Как их увидеть?

Глаз — сложный оптический био-прибор (рис. 2.1 и 2.2); даже для простейших «точечных» источников света, как звезды, трудно указать простой критерий обнаружимости. Например, люди с нормальным зрением на фоне городского неба различают звезды примерно до  $4^m$  (см.: *звездная величина*), а на фоне темного загородного неба — примерно до  $6^m$ , т. е. создающие на зрачке в 6,3 раза более слабый поток света. Таким образом, видимость источника света зависит от яркости окружающего его фона. Но даже на совсем темном фоне глаз не замечает очень слабые источники света. Чтобы сделать их видимыми, нужно собрать от них побольше света и направить его в глаз. В этом и состоит одна из задач телескопа.

Свет попадает в глаз через зрачок. Диаметр зрачка меняется от 2 до 8 мм: он увеличивается при снижении освещенности наблюдаемых объектов; это свойство глаза называют *темновой адаптацией*. В абсолютной темноте зрачок достигает максимального размера за 15–20 мин. К сожалению, с возрастом глаз утрачивает эту способность: у пожилых людей зрачок расширяется меньше, и чувствительность глаза падает. Простые оптические приборы — очки и лупы — помогают глазу в *аккомодации*, т. е. в получении резкого изображения, но количество

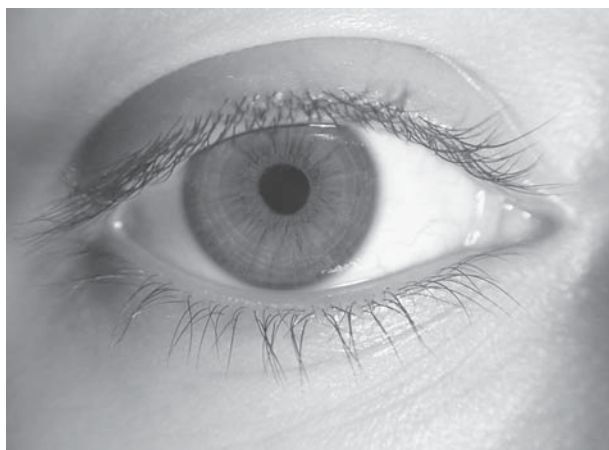


Рис. 2.1. Наш персональный оптический прибор



Рис. 2.2. Разрез глаза человека

света, попадающего в зрачок, они почти не увеличивают. С этой задачей справляются сложные оптические приборы — бинокли, зрительные трубы, телескопы.

Обычный бинокль — это тоже маленький телескоп, точнее — два телескопа (рис. 2.3). Его основной частью служит передняя линза — объектив. У простого полевого бинокля диаметр объектива 40 мм, значит, его площадь превышает площадь нашего зрачка, по крайней мере, в  $(40/8)^2 = 25$  раз; во столько же раз больше света собирает объектив бинокля по сравнению с глазом.



Рис. 2.3. Бинокль полевой 8 × 40

К сожалению, почти половина этого света теряется в линзах и призмах бинокля, но вторая половина попадает в глаз. Поэтому в такой бинокль можно видеть звезды раз в 15 более слабые, чем невооруженным глазом, т. е. до  $9^m$ . Впрочем, если оптические поверхности просветленные, то в него можно увидеть звезды почти до  $10^m$ .

У телескопа диаметр объектива значительно больше, чем у бинокля. Поэтому астрономы могут наблюдать очень слабые звезды: в миллионы раз слабее тех, что доступны невооруженному глазу. Правда, самые слабые светила наблюдают в телескоп не глазом, а с помощью фото- и электронных камер, присоединенных к телескопу.

Если первая задача телескопа — собрать побольше света, то вторая — помочь глазу увидеть мелкие детали объекта; для этого нужно увеличить его угловой размер. Приведем пример. Глядя на Луну невооруженным взглядом, мы видим на ней неясные пятна. Хотя поверхность Луны хорошо освещена, понять природу пятен на ней мы не в силах; так и хочется поднести Луну поближе к глазам и рассмотреть подробнее. Пользуясь научной терминологией, мы скажем: чтобы рассмотреть лунную поверхность, угол зрения, под которым видна Луна, должен быть больше. Угол зрения — это угол между прямыми, проведенными от наблюдателя к краям наблюдаемого предмета. Самый простой способ увеличить этот угол — это приблизиться к предмету. Чтобы убедиться в этом, поделайте эксперименты: отступайте

от книги до тех пор, пока текст не перестанет быть различимым; а затем приближайтесь к ней настолько, чтобы увидеть волокна бумаги (лупа поможет вашему глазу навестись на резкость при малом расстоянии от объекта).

Но есть и другой способ увеличить угол зрения. Можно поставить перед глазом оптический прибор. Если углы между лучами света, прошедшими через прибор, увеличатся, мы сможем увидеть более мелкие детали далекого предмета. Самый известный прибор такого типа — все тот же бинокль. Если увеличение бинокля равно 8, то во столько раз он увеличивает угол зрения, под которым виден объект. Наблюдение в 8-кратный бинокль практически равносильно тому, что мы в 8 раз приблизились к объекту. Заметим, что увеличение и диаметр объективов (в миллиметрах) обычно написаны на корпусе бинокля. Например, надпись «8 × 40» означает «8-кратный с объективами диаметром 40 мм».

Итак, телескоп нужен для того, чтобы собирать побольше света от небесного объекта и различать его мелкие детали. Способность телескопа показывать (или регистрировать с помощью приборов) слабые звезды называется *проницающей силой*, а способность демонстрировать мелкие детали — *разрешающей силой*.

Схема самого простого телескопа показана на рис. 2.4 внизу. Его объектив и окуляр — простые линзы из стекла, показанные в разрезе. Далеко слева нужно вообразить две звезды. На небесной сфере они разделены некоторым углом. Параллельные пучки света от каждой звезды проходят через объектив, преломляются в нем и сходятся в фокальной плоскости. Получившиеся там точки называют изображениями звезд. Далее пучки света вновь расходятся, проходят через окуляр, преломляются в нем и выходят из телескопа вновь параллельными пучками. Однако угол между ними стал больше, чем при входе в объектив, а ширина пучков стала меньше. Далее световые пучки входят в глаз наблюдателя (показан в разрезе на рис. 2.2), преломляются в хрусталике и других прозрачных средах глаза и сходятся в точку на светочувствительной поверхности глаза — сетчатке. Если света достаточно, наблюдатель видит эти две звезды.

На рис. 2.4 вверху показан ход пучков света от двух звезд при их наблюдении без телескопа. В этом случае становится меньше как расстояние между изображениями на сетчатке глаза, так и ширина пучков, перехватываемых зрачком. Поэтому звезды будут ближе друг к другу и слабее. Таким образом, простейший телескоп решает обе задачи: увеличивает количество света, по-

падающее в глаз, и делает видимый размер предмета больше, что, как правило, позволяет разглядеть более мелкие его детали. Расстояние от линзы до созданного ею изображения далекого

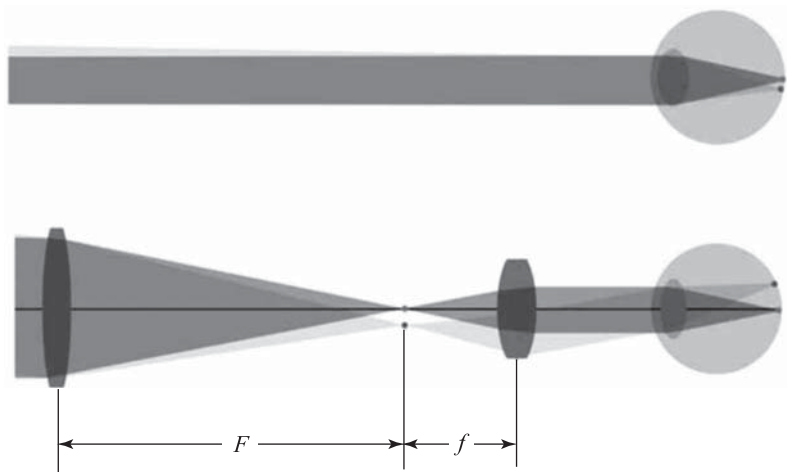


Рис. 2.4. Ход лучей света от двойной звезды: сверху — невооруженный глаз; внизу — глаз, вооруженный простым телескопом ( $F$  — фокусное расстояние объектива,  $f$  — окуляра)

объекта называют фокусным расстоянием. Пользуясь законами преломления света, можно показать, что увеличение телескопа  $V$  вычисляется по формуле:

$$V = \frac{F}{f} \quad (1)$$

где  $F$  — фокусное расстояние объектива,  $f$  — фокусное расстояние окуляра. Употребляя различные окуляры, можно менять увеличение телескопа. На рис. 2.4  $V \approx 3$ .

Вообще говоря, окуляр не является обязательной принадлежностью современного телескопа. Он был необходим при визуальных наблюдениях, как лупа, позволяющая приблизить глаз к изображению, созданному в фокальной плоскости объективом. Но с середины XIX в. астрономы стали использовать регистрирующие свет приборы, более чувствительные и надежные, чем глаз. До середины XX в. таким прибором была стеклянная фотопластинка, а затем и электронные приемники света. Запечатленное приемником изображение неба становится документом, который можно затем спокойно и неоднократно изучать в лаборатории с необходимым увеличением, пользуясь лупой или микроскопом.



Подавляющее большинство астрономических наблюдений выполнено именно таким способом.

Размер изображения ( $L$ ) небесного объекта в фокальной плоскости телескопа зависит от угла зрения ( $\alpha$ ), под которым он виден без телескопа, и от фокусного расстояния объектива ( $F$ ). Из рис. 2.4 легко вывести формулу:

$$L = F \times \operatorname{tg} \alpha.$$

Заменив в этой формуле тангенс малого (как правило) угла самым углом, выраженным в радианах, получим  $L = F\alpha$ , а выразив угол в секундах дуги, получим окончательно:

$$L = F\alpha/206265.$$

Здесь 206265 — округленное число секунд дуги в радиане. Пример: угловой размер Луны около  $0,5^\circ = 1800''$ . Размер изображения Луны в фокальной плоскости телескопа с фокусным расстоянием 1 м составит:

$$L = 1 \text{ м} \times 1800''/206265'' = 0,87 \text{ см.}$$

Впервые телескоп для астрономических наблюдений применил в 1609 г. Галилео Галилей (1564–1642). Он усовершенствовал изобретенную незадолго до этого в Голландии зрительную трубу, имевшую в качестве окуляра отрицательную линзу и поэтому дававшую неперевернутое изображение (до сих пор по такой схеме делают театральные бинокли). Через несколько лет Иоганн Кеплер (1571–1630) предложил окуляр из положительных линз, дающий перевернутое, но более качественное изображение. Такие окуляры применяются до сих пор.

## § 2.2. Оптические системы телескопов

Телескоп можно собрать не только из стеклянных линз: объективом может служить и зеркальная система. Телескоп, объектив которого состоит из линз, называют *рефрактором*, а телескоп с зеркальным объективом — *рефлектором*. Телескопы со сложными объективами из линз и зеркал называют *катадиоптрическими системами*. В настоящее время применяют много различных систем телескопов. Их обилие вызвано тем, что нельзя построить универсальный телескоп, пригодный для всех видов наблюдений. Кратко опишем основные системы телескопов и укажем область их применения. На оптических схемах (рис. 2.5) окуляр не показан: предполагается, что в фокальной плоскости помещена фотопластинка или другой приемник света.

**Рефрактор с ахроматическим объективом.** Объектив из одиночной линзы обладает многими недостатками (см. Толковый словарь: *абберация оптическая*). Значительно более качественный *ахроматический объектив*, у которого существенно ослаблена хроматическая абберация, состоит из двух линз —

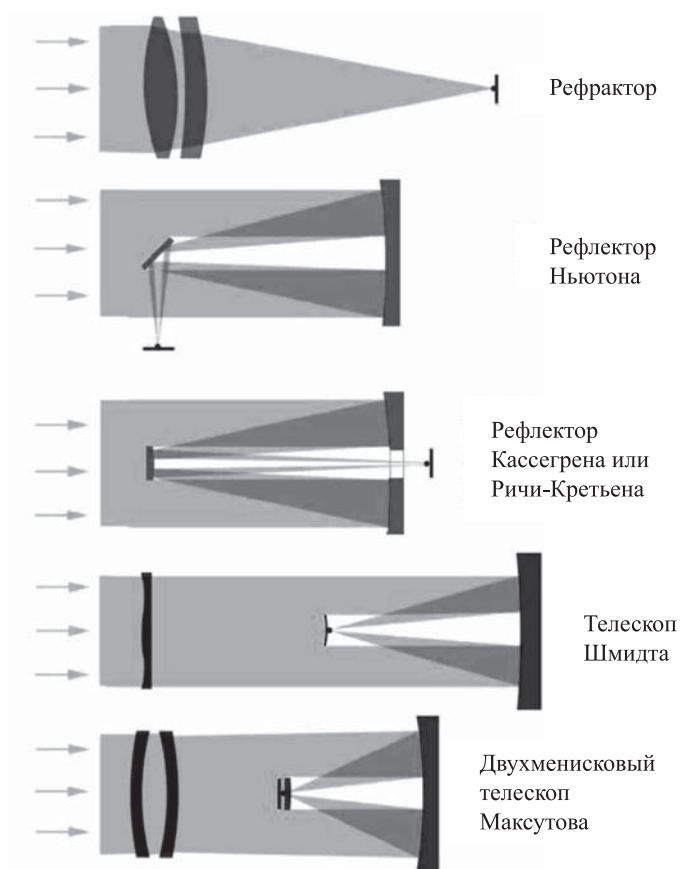


Рис. 2.5. Оптические схемы телескопов

положительной и отрицательной. Положительную линзу обычно делают из «легкого» стекла *крон* (или кронглас) с низким коэффициентом преломления, а отрицательную — из «тяжелого» стекла *флинт* (или флинтглас) с высоким коэффициентом преломления и малой дисперсией. Такая комбинация обеспечивает лучшее схождение в фокус лучей разных цветов, чем позволяет

одиночная линза. Впервые ахроматический объектив построен английским оптиком Доллондом в 1759 г.

В XIX в. рефрактор был самым распространенным типом телескопа (рис. 2.6). Комбинируя несколько линз, можно еще улучшить схождение лучей света в изображении звезды, а также добиться, чтобы изображения были хорошими на большом поле зрения. Существуют объективы телескопов, состоящие из шести линз. Для их изготовления использованы четыре разных сорта стекла. Столь сложные объективы сконструированы для

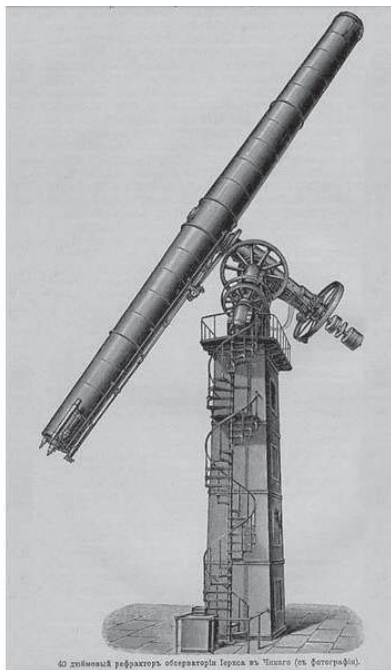
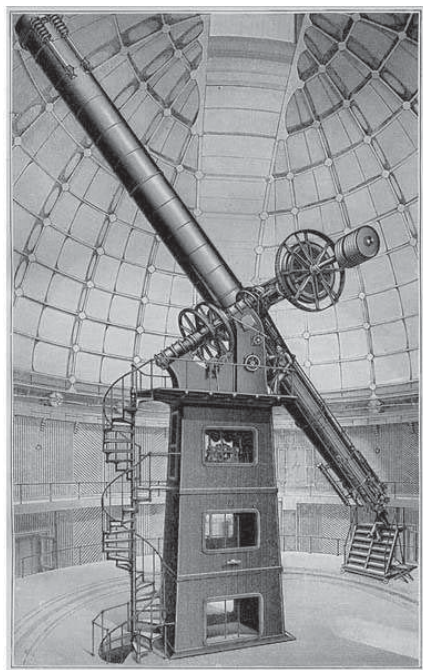


Рис. 2.6. Крупнейшие в мире рефракторы: 40-дюймовый Йеркской обсерватории (слева) и 36-дюймовый рефрактор Ликской обсерватории (справа)

фотографирования неба на больших фотопластинках. В настоящее время длиннофокусные телескопы-рефракторы применяются для измерения положений, собственных движений и годичных параллакс звезд. Область применения телескопов-рефракторов постепенно сужается.

**Рефлектор системы Ньютона.** Его главное зеркало имеет форму параболоида вращения и называется параболическим. Если требуется вывести пучок света из трубы телескопа к окуляру



Рис. 2.7. 48-дюймовый астрограф системы Шмидта обсерватории Маунт-Паломар (Калифорния). Построен в 1948 г. и реконструирован в 1975 г. На фото Эдвин Хаббл управляет телескопом, глядя во вспомогательный инструмент — гид

или приемнику света, ставят дополнительное плоское зеркало; его называют «диагональным». Если главное зеркало велико по сравнению с приемником света, можно обойтись без диагональ-

ного зеркала, поместив приемник света на пути входящего пучка лучей. Часть из них, конечно, будет загорожена и пропадет, но если эта потеря не превышает 10–15 %, с этим смирятся.

**Рефлектор системы Кассегрена.** Главное зеркало параболическое, а дополнительное (т. н. вторичное) — гиперболическое. Пучок света обычно выходит сквозь отверстие в главном зеркале, позади которого ставят приемник света. Рефлекторы Ньютона и Кассегрена создают качественное изображение только в центре поля зрения, вблизи оптической оси. Поэтому их используют для наблюдения отдельных объектов, когда не требуется большое поле зрения. Например, чтобы измерять блеск или получать спектры отдельных звезд или нескольких звезд в тесных скоплениях, для исследования далеких галактик, и т. п.

**Рефлектор системы Ричи–Кретьена.** Оба зеркала гиперболические. Такой телескоп дает удовлетворительные изображения на значительно большем поле зрения, чем рефлектор Кассегрена. Большинство современных крупных инструментов, включая Космический телескоп «Хаббл», построены по этой схеме.

**Телескоп системы Шмидта** (катадиоптрическая система). Передняя линза имеет сложную форму, хотя внешне мало отличается от плоского стекла (поэтому ее называют коррекционной *пластинкой* или пластинкой Шмидта). Центральная часть пластинки действует как слабая положительная линза, а внешняя часть — как слабая отрицательная линза. Иногда коррекционную пластинку делают составной, как ахроматический объектив. Главное зеркало сферическое. Центр пластинки совпадает с центром сферы главного зеркала, а фокус находится посередине между ними (это заметно удлиняет трубу телескопа и удорожает постройку как самого инструмента, так и его башни).

Телескоп Шмидта сконструирован, чтобы достичь сразу двух целей: высокого качества изображения на большом поле зрения и высокой освещенности изображения, т. е. большой *светосилы*. Благодаря таким качествам он особенно удобен для составления фотографических обзоров всего неба. Правда, есть у телескопа Шмидта и неудобное свойство: его фокальная поверхность, на которой строится четкое изображение, не плоская, а выпуклая в сторону главного зеркала, так что фотопластинку приходится изгибать. Поскольку такие телескопы используются почти исключительно для фотографических работ, их обычно называют *камерами Шмидта* (рис. 2.7).

**Телескоп системы Максудова** (катадиоптрическая система). Существует много разновидностей этой системы. Простейшая состоит из сферического зеркала, перед которым помещена отри-



цательная линза малой оптической силы — мениск. Обе поверхности мениска сферические, выгнутые в одну сторону. Телескоп Максутова прост в изготовлении и обладает многими достоинствами телескопа Шмидта.

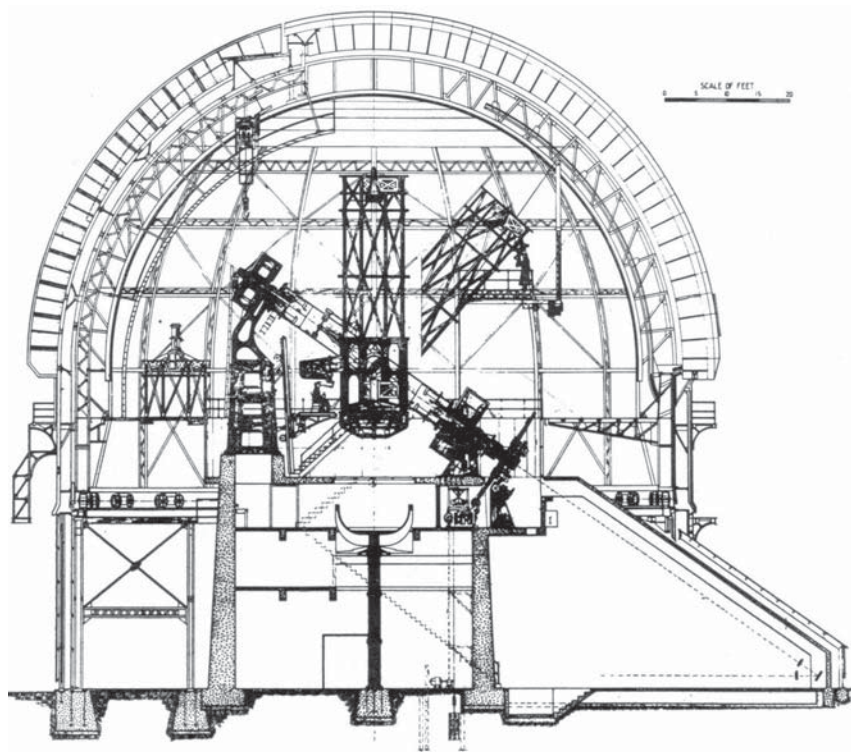


Рис. 2.8. Схема башни 100-дюймового рефлектора «Хукер» обсерватории Маунт-Вилсон (Калифорния). Внизу справа — помещение стационарного спектрографа в фокусе куде

Опишем также двухменисковый телескоп, специально предназначенный для фотографирования неба. Он позволяет получать фотографии, особенно подходящие для определения координат и движений звезд. Такой телескоп состоит из четырех оптических элементов. Сначала свет проходит через два мениска, повернутых друг к другу вогнутостями или выпуклостями; затем отражается от главного эллиптического зеркала, а перед самым фокусом проходит через еще одну положительную линзу. Эта конструкция обладает всеми достоинствами телескопа Шмидта и, кроме того, имеет плоскую фокальную поверхность. Однако

такой телескоп не может быть изготовлен столь же крупным, как телескоп Шмидта.

Кроме главных оптических элементов, показанных на рис. 2.5, в конструкцию телескопов часто добавляют другие, предназначенные для разных целей, например, дополнительные зеркала для вывода светового пучка на боковые площадки монтировки телескопа, где установлены тяжелые приемники света (система Несмита), или даже в подвальное помещение, где располагают стационарное оборудование — массивные спектрографы и магнитографы (система куде) (рис. 2.8).

## § 2.3. Оптические характеристики телескопа

Напомним свойства света. Для многих целей можно считать, что свет — это частицы (кванты света, или фотоны), движущиеся в пустоте по прямым линиям, которые мы называем световыми лучами. Этого достаточно, чтобы понять, что такое *увеличение*, *размер изображения*, *светосила* и *размер поля зрения* (см. ниже). Для этого надо знать только законы отражения и преломления света. Но для выяснения таких характеристик, как *разрешающая сила* и *проницающая сила*, необходимо подробнее познакомиться с физическими свойствами фотонов.

Каждый фотон характеризуется длиной волны, которая однозначно связана с его энергией: чем меньше длина волны, тем больше энергия фотона. Фотоны с длиной волны от 0,4 до 0,7 мкм (энергия от 3 до 2 эВ) воспринимаются нашим глазом, причем фотоны с различной длиной волны вызывают световое ощущение разного цвета: от фиолетового (0,4 мкм) до красного (0,7 мкм). Скорость движения фотонов в пустоте не зависит от их энергии и даже от взаимной скорости источника и наблюдателя: она всегда равна  $c \equiv 299\,792\,458$  м/с (*скорость света*). Однако энергия принятого наблюдателем фотона может отличаться от энергии фотона, испущенного источником, например, в том случае, если наблюдатель и источник взаимно движутся (эффект Доплера).

Распространяясь в веществе, фотоны взаимодействуют с атомами; от этого, вообще говоря, изменяется их энергия, скорость и направление движения. Это сложное взаимодействие в некоторых случаях (крупные куски однородного изотропного вещества с гладкими границами между ними) можно свести к простым правилам, которые мы называем *законами отражения и преломления света*. Объектив телескопа и другие его оптиче-

ские элементы требуются для того, чтобы изменить направление движения фотонов и направить их в нужное место.

### 2.3.1. Светосила телескопа

Рассмотрим такую важную величину, как освещенность изображения протяженного объекта, например, планеты или туманности. Освещенность — это количество света, падающего за единицу времени на единицу площади изображения. Именно от освещенности, созданной объективом на фотопластинке или ином приемнике света, зависит время экспозиции при фотографировании объекта. Поскольку линейный размер изображения пропорционален фокусному расстоянию объектива ( $F$ ), площадь изображения пропорциональна  $F^2$ . А количество света, собранного объективом диаметра  $D$  пропорционально  $D^2$ . Следовательно, освещенность изображения пропорциональна  $(D/F)^2$ . Два объектива с одинаковым отношением  $D/F$  создают одинаковую освещенность изображения одного и того же протяженного источника (потерями света в самом объективе мы пренебрегаем). Величину  $A \equiv D/F$  называют *относительным отверстием* объектива (а фотографы и астрономы называют ее также *светосилой* объектива). Обычно светосилу обозначают в виде дроби; например, если на объективе написано «1 : 2,5», то это означает, что  $F = 2,5D$ . Но можно встретить и такое обозначение той же самой светосилы:  $F/2,5$ . Величину  $F/D$ , обратную светосиле, называют *относительным фокусом*.

Заметим, что в технической оптике светосилой называют величину  $A^2$  или  $kA^2$ , где  $k$  — коэффициент пропускания света оптической системой. Такая величина пропорциональна реальной освещенности изображения. У современных объективов с просветленной оптикой обычно  $k > 0,97$ .

При конструировании телескопа его светосилу ( $A$ ) выбирают, исходя из тех задач, для которых этот телескоп строится. У наиболее светосильных инструментов она достигает 1 : 2. Такие телескопы нужны, например, для изучения слабосветящихся туманностей или для наблюдения за объектами, быстро перемещающимися относительно звезд (искусственные спутники Земли, астероиды).

Сравним два телескопа: крупнейший в мире рефрактор Йеркской обсерватории (США) и крупнейший в мире телескоп системы Шмидта (Таутенбург, Германия). Диаметры входных отверстий их объективов составляют, соответственно, 102 и 133 см, а фокусные расстояния 19 и 4 м; следовательно, их светосилы 1 : 19 и 1 : 3. Размер изображения объектов у Йеркского рефрак-



тора в  $19/4 = 4,75$  раза больше, но освещенность изображения в  $(19/3)^2 \approx 40$  раз ниже. Поэтому получить снимок протяженного объекта с помощью Таутенбургского телескопа можно в 40 раз быстрее.

### 2.3.2. Поле зрения телескопа

Важная характеристика телескопа — размер его поля зрения, т. е. угловой размер области неба, которую телескоп может качественно отобразить на приемнике света. Выгодно, конечно, иметь большое поле зрения: на одной фотографии можно запечатлеть большую область неба со множеством объектов. Но при этом надо позаботиться, чтобы и в центре поля зрения, и на его краю изображение не было размытым или искаженным. Максимальное поле зрения диаметром  $5\text{--}6^\circ$  имеют зеркально-линзовые телескопы системы Шмидта и Максудова. У больших телескопов-рефлекторов, как правило, диаметр качественного поля зрения не превышает  $1^\circ$ , а часто он намного меньше. Для сравнения: видимый диаметр Луны равен  $0,5^\circ$ .

При визуальных наблюдениях поле зрения ограничено диафрагмой окуляра. Если сам окуляр имеет поле зрения с угловым диаметром  $\alpha$ , то при наблюдении с ним диаметр поля зрения телескопа, в соответствии с формулой (1), приблизительно составит  $\alpha/V$ . У наиболее распространенных окуляров  $\alpha = 35\text{--}50^\circ$ , а у сложных широкоугольных окуляров доходит до  $80\text{--}90^\circ$  (см. *Розивика И.* Астрономические окуляры // Звездочет, 11/1998.)

### 2.3.3. Разрешающая сила телескопа

Показателем качества объектива служит размер изображения бесконечно малой светящейся точки: чем он меньше, тем лучше объектив. Но создать объектив, который собирал бы все перехваченные от звезды фотоны в одну точку, невозможно. Даже если объектив изготовлен идеально точно, с исправлением всех известных аберраций, все равно изображение бесконечно малой точки будет иметь конечный размер. Причина это заключается в волновых свойствах фотонов, которые на языке классической физики называются *дифракцией* и *интерференцией*.

Изображение звезды — это продукт взаимодействия фотонов, прошедших через разные части объектива. Классические понятия «световой луч» или «траектория фотона» не совсем точно описывают реальную ситуацию: пройдя через объектив, фотон, вообще говоря, может попасть в любую область фокальной плоскости — это и называют дифракцией. Но в результате взаимодействия (интерференции) волн, соответствующих фотонам,

вероятность их появления в одних точках фокальной плоскости становится больше, а в других — меньше.

Если два фотона пришли к месту встречи так, что соответствующие им волны оказались в одинаковой фазе, то в результате интерференции достигается наибольшая интенсивность света. Напомним, что волны будут в одинаковой фазе в том случае, если их пути от источника до изображения одинаковы или различаются на целое число длин волн. Если же разница путей не составляет целого числа длин волн, интенсивность суммарного света будет меньше максимальной. А если эта разница составляет нечетное число полуволн, то интенсивность вообще будет нулевой.

Предположим, что в фокальной плоскости есть точка, в которую все фотоны от определенной звезды, прошедшие через объектив, попадают в одной и той же фазе. Интенсивность света здесь будет наибольшей. В соседних точках разница фаз будет небольшой, и интенсивность света будет несколько меньше. В более удаленных точках разница будет больше, а интенсивность света — меньше. В еще более далеких точках интенсивность света станет нулевой, а потом вновь станет нарастать, затем убывать, и т. д. В результате изображение светящейся точки будет выглядеть кружком, окруженным светящимися кольцами. Кружок называют *дифракционным диском*, а окружающие его колечки — *дифракционными кольцами* (рис. 2.9). Освещенность колец быстро убывает с увеличением их расстояния от центра диска. Для оценки разрешающей способности объектива мы не будем принимать во внимание дифракционные кольца, а ограничимся центральным диском, поскольку в нем собирается 84 % света (астрономы называют его *пятно Эри*, или *кружок Эри*). Заметим, что изображение в виде диска с кольцами дает только круглый объектив. Объективы другой формы дают немного иную дифракционную картину.

Когда две звезды примерно одинаковой яркости расположены на небе на таком угловом расстоянии, что дифракционные диски их изображений перекрываются наполовину, их еще можно различить по отдельности (разумеется, при отсутствии атмосферных помех). При меньшем угловом расстоянии это уже трудно. Размер кружка Эри характеризуют углом, под которым его радиус виден из центра объектива. Эту величину (в секундах дуги) можно вычислить по формуле:

$$r = 206\,265'' \times \frac{1,22\lambda}{D}, \quad (2)$$

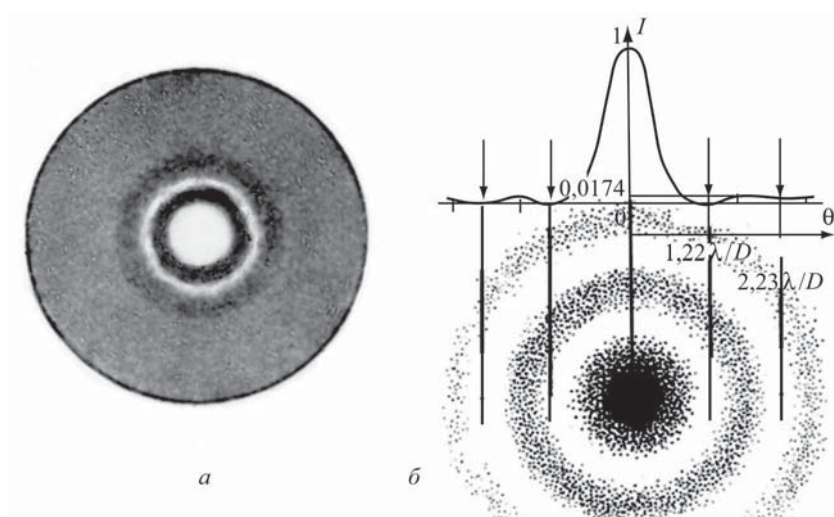


Рис. 2.9. *а* — изображение удаленного точечного источника, построенное оптически идеальным круглым объективом. *б* — дифракция света (длина волны  $\lambda$ ) от круглого отверстия диаметром  $D$ : внизу — картина дифракции (негатив), вверху — распределение в ней освещенности

где  $\lambda$  — длина волны фотонов,  $D$  — диаметр объектива, 206 265 — число секунд дуги в одном радиане. Подставим значение  $\lambda$  для желто-зеленого света, к которому наиболее чувствителен наш глаз,  $\lambda = 0,555$  мкм, и выразим  $D$  в миллиметрах:

$$r = \frac{140''}{D \text{ (мм)}}. \quad (3)$$

Практически величина  $r$  указывает наименьшее угловое расстояние между двумя звездами на небе, при котором их еще можно зарегистрировать как отдельные источники, например, при внимательном рассмотрении в окуляр с большим увеличением. Поэтому ее называют *предельным углом разрешения* телескопа (часто говорят *угловое разрешение* телескопа). Обратная величина ( $1/r$ ) называется *разрешающей способностью телескопа по Рэлею*, или *разрешающей силой телескопа*.

В литературе встречаются немного различающиеся численные коэффициенты в формуле для предельного угла разрешения. Указанное выше значение соответствует критерию Рэлея, когда центральный максимум изображения одной звезды попадает на первое темное кольцо второй звезды; при этом контраст изображений звезд и промежутка между ними достигает 26 %. Но,

вообще говоря, глаз довольно уверенно фиксирует контраст и в 5 %, которому соответствует предельный угол в  $120''/D$ , поэтому в своих расчетах телескопостроители нередко используют именно это значение. А известный оптик Д. Д. Максудов считал предельный угол разрешения равным  $114''/D$ ; при этом контраст составляет всего 1,5 %. Возможно, это приемлемо для лабораторных условий, но вряд ли — при наблюдениях на телескопе. Повторим: говоря о возможностях телескопа, мы полагаем, что атмосфера Земли не вмешивается в процесс наблюдения и не ухудшает качество изображения (ах, если бы это действительно было так!).

Из формулы (2) следует, что с уменьшением длины волны уменьшается радиус дифракционного диска; он уменьшается также с увеличением диаметра объектива. Итак, разрешающая сила телескопа зависит от диаметра объектива. Заметим, что у современных телескопов, даже самых крупных, размер кружка Эри значительно превышает реальный угловой размер звезд (за исключением двух-трех близких звезд-сверхгигантов). Поэтому размер изображения звезды в фокусе телескопа в лучшем случае определяется размером дифракционного диска, а чаще — пятном атмосферного размытия, которое редко бывает меньше, чем  $0,5''$ .

Изображение большого углового размера, например, диска Луны, можно считать состоящим из множества отдельных точек. Объектив телескопа строит изображения каждой точки независимо от других. Изображения соседних точек накладываются друг на друга, и мелкие детали, угловой размер которых меньше радиуса дифракционного диска, становятся неразличимыми. Поэтому независимо от того, точечный или протяженный объект мы наблюдаем, разрешение телескопа ограничено значением  $r$  и определяется диаметром объектива. У небольших любительских телескопов диаметром 50–150 мм именно дифракция ограничивает качество изображения.

Кстати, наш глаз подчиняется формуле (3) только днем, когда зрачок «задиафрагмирован» до диаметра в 2 мм; при этом «объектив глаза» имеет разрешающую силу около  $1'$ . Приемник света — сетчатка, соответствует такому качеству изображения: ее рецепторы дневного зрения — колбочки, расположены в центре поля зрения с такой плотностью, что передают в мозг изображение с разрешением около  $1'$ . Но наше сумеречное зрение далеко не такое четкое. Хотя в темноте зрачок расширяется, и дифракция меньше портит изображение, рецепторы ночного зрения — палочки, рассеяны по сетчатке не очень густо. Вероятно, это объясняется тем, что при полностью открытом «объективе» ка-

чество изображения довольно низкое: оптическая система глаза страдает сильными aberrациями, сказывается и неоднородность хрусталика.

Можно ли превзойти предел разрешающей силы, вычисленный по формуле (2)? Можно, если очень точно измерить распределение освещенности в дифракционном изображении двух звезд. Действительно, как бы ни были близки две звезды на небе, дифракционная картина в их изображениях отличается от картины в изображении одиночной звезды, хоть и очень мало. Но если такое отличие обнаружено и измерено, то можно говорить о «разрешении» двух изображений. К сожалению, в распределение освещенности изображения вносят свой вклад и другие факторы: отличие объектива от идеального, атмосферные искажения, и проч. Учесть их очень трудно.

#### 2.3.4. Проницающая сила телескопа

Проницающая сила телескопа — это звездная величина предельно слабых звезд, которые еще можно различить с данным телескопом, например, увидеть глазом в окуляр. При определении проницающей силы надо разделять два случая: наблюдение при отсутствии помех и при их наличии. Помехой при наблюдении звезд служит светлый фон неба. Например, яркие звезды хорошо видны ночью, но не видны днем, хотя и днем, и ночью от них приходит одинаковое количество фотонов. Но помимо них днем в наш глаз попадают фотоны солнечного света, рассеянные атмосферой (свет неба), которых намного больше, чем фотонов звезд. На их фоне небольшая добавка от звезды становится незаметной. Ночью фон неба гораздо ниже, но не равен нулю. Это легко заметить, глядя из темной комнаты на ночное небо: оно заметно ярче темных стен и оконной рамы. Фон ночного неба складывается из света далеких звезд и галактик; солнечного света, рассеянного межпланетной пылью, и свечения атмосферы.

В ясную безлунную ночь, вдали от городского освещения, т. е. практически без помех, невооруженными глазами можно видеть звезды до  $6^m$ . От такой звезды в зрачок глаза диаметром  $d = 7$  мм приходит около 1000 фотонов в секунду. Если поток фотонов будет меньше, мы не различим звезду. При наблюдении в телескоп с объективом диаметром  $D$  от звезды собирается в  $(D/d)^2$  раз больше фотонов. Все они попадут в глаз при условии, что увеличение  $V = F/f$  будет не меньше равнозрачкового  $V_p = D/d$ , при котором сечение выходного пучка равно диаметру зрачка глаза. При  $D > d$  глаз сможет увидеть более слабые звезды. Переведем отношение потоков света в разность звездных

величин по формуле  $\Delta m = 2,5 \lg(D^2/d^2)$ , получим простую формулу для оценки проникающей силы телескопа:

$$m = 2 + 5 \lg D \text{ (мм)}. \quad (4)$$

В литературе можно встретить и другие варианты этой формулы. Например, вместо числа 2 может стоять 2,5 или даже 2,7. Действительно, при хорошем зрении, очень ясном небе (в горах) и сильном увеличении телескопа (которое делает фон неба более темным) это возможно. Вообще, получить простую и точную формулу вряд ли можно: не бывает одинаковых условий наблюдения, одинаковых телескопов и одинаковых глаз.

Можно значительно уточнить формулу для проникающей силы, если учесть ее зависимость не только от диаметра объектива, но и от фона неба, размера изображения звезды, параметров приемника света и длительности экспозиции. Фон неба засвечивает всю площадь приемника, например, фотопластинки или сетчатки глаза. Если бы эти фотоны совершенно равномерно распределялись по площади приемника, то дополнительные фотоны от изображения звезды всегда можно было бы заметить на этом однородном фоне. Однако падение фотона в ту или иную точку приемника — процесс случайный, поэтому изображение звезды приходится искать среди флуктуаций фона; а чем ярче фон, тем сильнее его флуктуации. Это приводит нас (подробнее см.: *Щеглов П. В.* Проблемы оптической астрономии, гл. 1) к следующей формуле для проникающей силы телескопа:

$$m = 12,4 + \frac{m_b}{2} + 2,5 \lg \left( D \sqrt{\frac{t\eta}{\beta B}} \right), \quad (5)$$

где  $D$  — диаметр объектива (в метрах),  $t$  — продолжительность экспозиции (в секундах),  $\eta$  — квантовая эффективность (т. е. доля зарегистрированных квантов) системы телескоп + приемник света,  $\beta$  — угловой размер изображения звезды (в секундах дуги),  $B$  — желаемый уровень отношения сигнала к шуму (при  $B = 1$  регистрация изображения ненадежная, при  $B = 10$  — очень надежная),  $m_b$  — яркость (в звездных величинах) участка неба площадью в одну квадратную секунду дуги (т. е. размером  $1'' \times 1''$ ) рядом со звездой; в лучших высокогорных обсерваториях  $m_b = 22$ , а обычно  $m_b = 21$ .

Формула (5), как и формула (4), приблизительная. Всегда есть разнообразные неучтенные факторы. Но все же эта формула очень полезна для оценки факторов эффективности телескопа. Вычислим проникающую силу телескопа системы Кассегрена

диаметром 0,6 м, снабженного ПЗС-приемником света (см. ниже). Пусть время экспозиции  $t = 600$  с. ПЗС-приемник имеет квантовую эффективность около 50 % (т.е. регистрирует половину упавших на него фотонов), что для недорогого приемника считается хорошим показателем. Каждое из двух зеркал телескопа отражает приблизительно 80 % света, так что пропускание оптической системы равно  $0,8^2 = 0,64$ . Тогда  $\eta = 0,5 \times 0,64 = 0,32$ . Угловой размер изображения звезды примем равным  $2''$ . Это значение типично для не очень хорошего в отношении «астроклимата» места наблюдения. Отношение сигнала к шуму показывает, в какой степени мы можем быть уверенными, что звезда «видна». Опыт подсказывает, что почти полная уверенность соответствует значению  $B = 5$ . Яркость неба примем  $m_b = 21$ . Подставив эти значения в формулу (5), получим  $m = 22,7$ . А по формуле (4) для этого же телескопа получим  $m = 16$ . Таким образом, электронный приемник света регистрирует почти в 500 раз более слабые звезды, чем глаз! И дело не только в его высокой чувствительности, но и в большом времени накопления света, недоступном глазу.

Почему формула (5) намного сложнее формулы (4)? Потому, что формула (4) описывает наблюдения с использованием «универсального приемника света» — глаза. Чувствительность глаза ( $\eta$ ), время накопления света сетчаткой ( $t \approx 0,1$  с), угловой размер изображений звезд (т.е. угловое разрешение глаза,  $1-2'$ ) и даже оценка достоверности («видно — не видно») у всех людей приблизительно одинаковы; все эти величины вошли в первое слагаемое формулы (4). А формула (5) описывает наблюдения с помощью различных приборов в различных условиях, что и привело к ее усложнению. Обратим внимание, что в формулу входит длительность экспозиции, или, как говорят физики, время накопления сигнала. Казалось бы, увеличивая это время, можно сделать проникающую силу сколь угодно большой. На самом деле время накопления света ограничено продолжительностью ночи, временем нахождения светила над горизонтом и другими причинами.

Анализ формулы (5) весьма поучителен. Обратите внимание, что перед знаком логарифма в формуле (5) стоит множитель 2,5, а не 5, как в формуле (4). Это означает, что проникающая сила телескопа при учете фона неба не очень сильно зависит от диаметра объектива. Важно также, что размер изображения является равноправным членом в формуле (5). Это заставляет астронома при проектировании телескопа задумываться о том, что дешевле: увеличить диаметр зеркала или уменьшить размер



изображений звезд, выбрав для установки телескопа более качественное место?

### **Можно ли видеть звезды днем?**

На это вопрос можно ответить с помощью формулы (5). Днем яркость неба велика и, следовательно, проникающая сила нашего глаза мала. Ее можно увеличить, вооружив глаз телескопом.

При наблюдении невооруженным глазом угловой размер звезды составляет  $1-2'$  (такой нашему глазу видится любая маленькая точка). Если посмотреть на звезду в телескоп, то при небольшом увеличении ее угловой размер на сетчатке глаза не изменится; до тех пор, пока увеличенный телескопом диск атмосферного размытия звезды или ее дифракционный диск, созданный телескопом, не превзойдут углового разрешения глаза ( $1-2'$ ). В то же время, яркость изображения звезды значительно возрастет: ведь теперь свет собирает объектив телескопа, имеющий гораздо большую площадь, чем зрачок глаза. В формуле (5) это соответствует увеличению значения  $D$ . А вот яркость фона неба ( $m_b$ ) при равнозрачковом увеличении не изменится, а при большем или меньшем — даже понизится (попробуйте доказать это сами).

Есть и другие причины, по которым наблюдение в телескоп улучшает видимость звезд днем. Во-первых, своим небольшим полем зрения телескоп ограничивает область неба, доступную глазу, снижая этим фон рассеянного в глазном яблоке света. Во-вторых, однородное голубое небо, лишённое контрастных деталей, не позволяет глазу достичь максимальной аккомодации (т. е. навестись на резкость); а при наблюдении в телескоп аккомодация происходит по резкому краю поля зрения, ограниченного диафрагмой окуляра. Плохая аккомодация невооруженного глаза увеличивает угловой размер изображения звезды ( $\beta$ ), снижая проникающую силу. Сочетание указанных причин позволяет ясным днем в стороне от Солнца наблюдать в телескоп звезды  $4^m$ , а в очень хороших условиях — даже  $5^m$ !

Существует легенда, что из глубокого колодца днем можно увидеть звезды невооруженным глазом. Казалось бы, зерно истины в этой легенде есть: в глубине колодца меньше рассеянного света, а также видна «деталь для аккомодации глаза» — край колодца высоко над наблюдателем. Но все-же легенда остается легендой. Любители астрономии знают, что Венеру иногда можно заметить днем невооруженным глазом; но это довольно трудно. В крайне благоприятной обстановке можно увидеть и Юпитер ( $-2^m$ ), но удастся это лишь в том случае, если высота Солнца над горизонтом невелика, а планета расположена на



небе в зоне наименьшего рэлеевского рассеяния света, т.е. на удалении около  $90^\circ$  от Солнца (см.: *Sampson R. D. The Visibility of Jupiter During the Day // Journ. Roy. Astronom. Soc. of Canada. 2003. V. 97, No. 3. P. 144*). Вероятно, это предельно слабый объект для такого рода наблюдений. Звезда первой величины слабее Юпитера в  $2,512^3 = 16$  раз. Могут ли колодец, глубокая шахта или высокая печная труба компенсировать эту разницу? Конечно, нет! В этом неоднократно убеждались дотошные естествоиспытатели (см. *Сурдин В. Г. Видны ли звезды днем из глубокого колодца? // Квант. 1/1994*).

### 2.3.5. Установки телескопов

Высокое качество оптической системы телескопа удастся использовать только в том случае, если телескоп имеет столь же высококачественную механическую конструкцию. Взаимное расположение оптических деталей телескопа и их форма должны

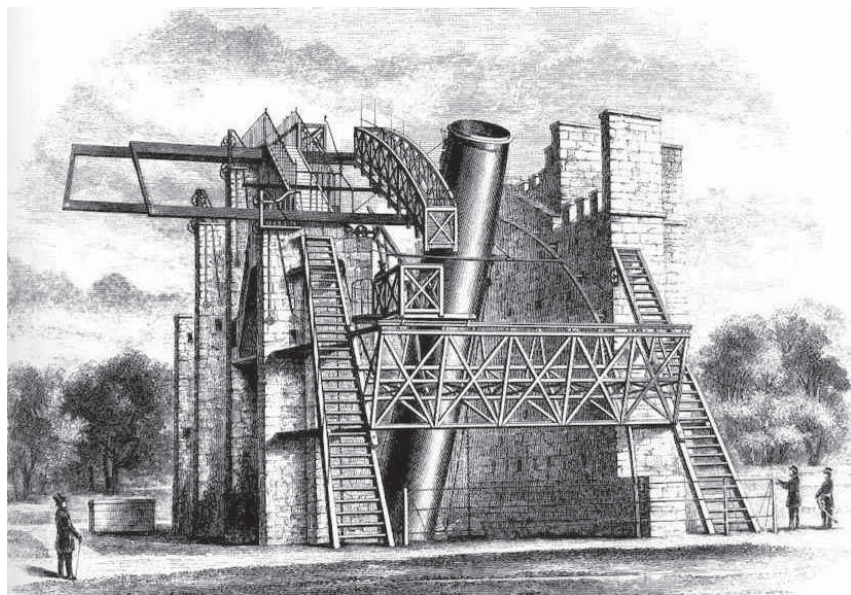


Рис. 2.10. Рефлектор лорда Росса (Ирландия, 1845). Главное зеркало диаметром 1,82 м изготовлено из металла. Создатели этого гигантского телескопа не обеспечили его соответствующей монтировкой: инструмент мог наблюдать лишь вблизи плоскости меридиана

очень точно сохраняться при всевозможных поворотах телескопа, а также, несмотря на суточные и сезонные колебания температуры (а они бывают весьма значительными, поскольку многие

телескопы работают высоко в горах и никогда не обогреваются). Телескоп должен быстро наводиться в нужное место неба, а затем медленно, но очень точно отслеживать (гидировать) суточное движение светил. Смена приборов и приспособлений на нем должна быть быстрой и легкой. Чтобы всего этого достичь, применяют самые совершенные технологии машиностроения. Крупный телескоп — это уникальный и поэтому очень дорогостоящий прибор, причем не только в проектировании и постройке, но и в эксплуатации (рис. 2.10). Поэтому наблюдательное время на нем стоит дорого, и чтобы его не терять, заранее планируют порядок наблюдений и применяют автоматическое наведение на выбранные объекты. Современные крупные телескопы наводятся автоматически на заданную область неба с точностью лучше 3".

Механическую конструкцию, которая служит для наведения и гидирования телескопа, называют *монтажкой*. Она позволяет телескопу поворачиваться вокруг нескольких осей; обычно это две взаимно перпендикулярные оси, но ориентированы они могут быть по-разному.

У экваториальной монтажки (рис. 2.11) одна из осей параллельна оси вращения Земли, т. е. направлена в полюс мира. Эту ось называют полярной. Перпендикулярную ей ось называют осью склонений. Вращая телескоп с постоянной скоростью только вокруг полярной оси, можно отслеживать суточное движение светил. Это очень удобно, поэтому большинство телескопов установлено на экваториальных монтажках.

У азимутальной (альт-азимутальной) монтажки (рис. 2.13) одна ось вертикальная, а другая — горизонтальная. Раньше на такой монтажке устанавливали только самые простые любительские телескопы, но в последние десятилетия стали устанавливать крупнейшие в мире телескопы. Дело в том, что их гигантский вес делает непомерно большой и дорогой экваториальную монтажку; азимутальная получается намного компактнее и дешевле. Недостаток азимутальной монтажки в том, что суточное движение телескопа осуществляется вращением вокруг обеих осей одновременно и притом с переменной скоростью. Кроме того, изображение объекта в фокальной плоскости телескопа во время экспозиции поворачивается, а значит, приемник света тоже должен непрерывно вращаться вокруг центра поля зрения. Все эти трудности преодолены с помощью компьютеров, за одним исключением: на таком телескопе нельзя наблюдать область неба близ зенита. В этой области азимуты светил из-за суточного движения изменяются очень быстро, а в самой точке зенита —

бесконечно быстро. Телескоп же ограничен в скорости поворота по азимуту.

Существует много разновидностей экваториальной и азимутальной монтировок. Их конструкция зависит от веса телескопа, его назначения и даже от географической широты места, где он установлен (рис. 2.11).

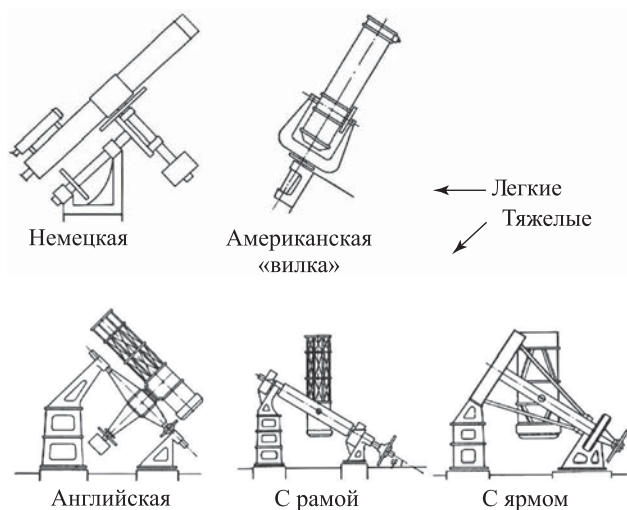


Рис. 2.11. Типы экваториальных монтировок

Очень важной деталью монтировки служит *часовой механизм* — устройство для медленного вращения телескопа вслед за суточным движением светил. Для телескопа на экваториальной монтировке эта скорость почти постоянна. Небольшие поправки нужны для учета изменения направления на светило вследствие *атмосферной рефракции*. Поскольку идеальных механизмов не бывает, во время длительной экспозиции при телескопе должен находиться наблюдатель, который следит за точностью наведения на избранный объект (обычно — с помощью небольшого дополнительного телескопа-гида, укрепленного на той же монтировке) и в случае необходимости корректирует направление телескопа, поворачивая микрометрические винты или с переносного пульта включая моторы. Эта операция называется *гидированием*. В последнее время все чаще используют фотоэлектрические устройства, выполняющие автоматическое гидирование.

Большинство профессиональных телескопов установлены либо в прямоугольном павильоне с раздвигающейся крышей, ли-

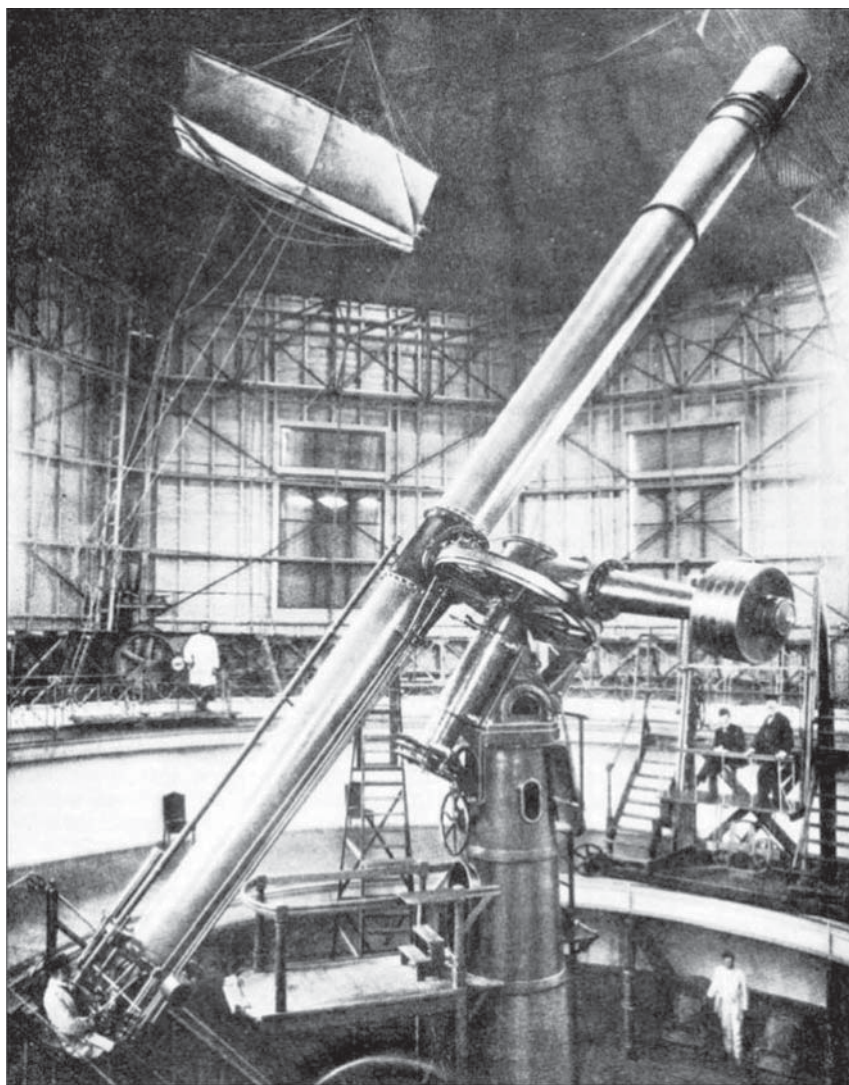
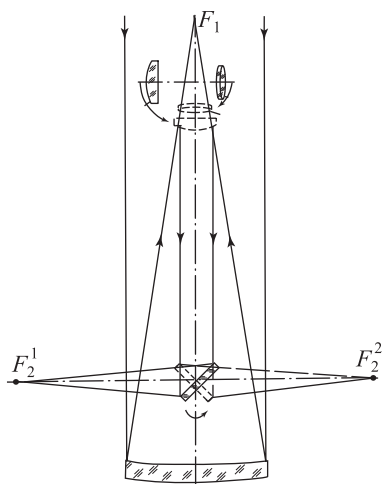
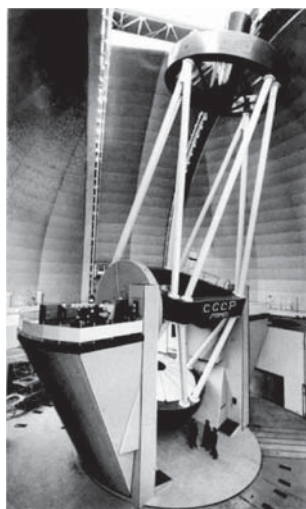


Рис. 2.12. Пулковский 30-дюймовый рефрактор на немецкой экваториальной монтировке (1888 г.)

бо в круглой башне с полусферическим вращающимся куполом (рис. 2.12 и 2.13). Наблюдения производят сквозь щель в куполе, которую в нерабочем состоянии закрывают двумя горизонтально сдвигающимися створками или одним откидывающимся забралом (рис. 2.14).





Оптическая схема 6-м телескопа БТА

Рис. 2.13. 6-метровый рефректор БТА Специальной астрофизической обсерватории РАН на Сев. Кавказе. Слева — общий вид; справа — оптическая схема. На ней, кроме главного зеркала (внизу) показаны дополнительные зеркала и линзовый корректор; отмечены главный фокус ( $F_1$ ) и фокусы Несмита ( $F_2^1$  и  $F_2^2$ ), выведенные на боковые площадки альт-азимутальной монтировки телескопа

### 2.3.6. Приемники света в астрономии

До середины XIX в. в распоряжении астрономов был единственный, но замечательный приемник света, созданный природой — человеческий глаз. При наблюдении неба глаз откликается даже на 300 фотонов в секунду, а в полной темноте его чувствительность возрастает еще в несколько раз. С другой стороны, при большой освещенности чувствительность глаза понижается в 100 000 раз. Эта особенность зрения позволяет человеку получать оптическую информацию в диапазоне освещенности, превышающем сто миллиардов раз! Ни один созданный человеком прибор не обладает таким диапазоном применимости.

Наблюдения в телескоп глазом называют *визуальными* (лат. visualis — зрительный). Не следует забывать, что визуальные наблюдения послужили основой для многих открытий. Все, что открыли астрономы до середины XIX в., — результат визуальных наблюдений. Древние каталоги звезд и наблюдения движений планет, открытие переменных и двойных звезд, туманностей и галактик, первые измерения *параллакс*ов и первые наблюдения спектров *звезд* — все это результат визуальных наблюдений, про-



Рис. 2.14. Классическая башня оптического телескопа. В ней расположен 3,9-м рефлектор — Англо-австралийский телескоп обсерватории Сайдинг Спринг (Новый Южный Уэльс, Австралия). Купол башни имеет сдвигающееся назад забрало

веденных с помощью телескопа или без него. Поэтому подробнее познакомимся с характеристиками глаза.

Проницающая сила глаза приблизительно  $6^m$ . Но столь слабые звезды можно видеть только в очень хороших условиях: при ясном безлунном небе и отсутствии городского освещения. Эти условия вполне объяснимы, но некоторые свойства глаза кажутся малопонятными: например, если в поле зрения есть слабосветящиеся точки, то еще одна подобная точка обнаруживается легче, чем при полном отсутствии других точек. Глаз — живой прибор, и как все живое, он еще хранит некоторые свои тайны.

Угловое разрешение зоркого глаза около  $1'$  при условии, что наблюдаются достаточно яркие звезды. Знание характеристик глаза позволяет найти *разрешающее увеличение телескопа*, при котором радиус дифракционного диска виден на пределе разрешения глаза. Пусть, например, разрешение телескопа равно  $1''$ . Тогда при увеличении в 60 раз детали изображения размером в  $1''$  видны под углом в  $1'$  и, в принципе, разрешимы для глаза. Правда, опыт показывает, что лучше использовать *полезное увеличение*, которое в 2–3 раза больше разрешающего: это позволяет наблюдателю не очень напрягать зрение. Но применять еще большее увеличение не имеет смысла, если иметь в виду достижение максимальной разрешающей силы.

Таблица 2.1. **Характеристики телескопа при визуальных наблюдениях (поле зрения телескопа указано при использовании окуляра с полем  $40^\circ$ )**

Характеристика	Апертура, см				
	5	10	50	100	150
Разрешающая способность	$2,4''$	$1,2''$	$0,24''$	$0,12''$	$0,08''$
Предельная звездная величина	$10,5^m$	$12,0^m$	$15,5^m$	$17,0^m$	$17,9^m$
Равнозрачковое увеличение ( $d = 6$ мм)	8	17	83	167	250
Поле зрения	$5^\circ$	$2^\circ 20'$	$29'$	$14'$	$10'$
Разрешающее увеличение	24	51	250	500	750
Поле зрения	$1,7^\circ$	$47'$	$10'$	$4,8'$	$3,2'$
Максимальное увеличение	125	250	1250	2500	3750
Поле зрения	$20'$	$9'$	$2'$	$1'$	$36''$

Глаз по-разному реагирует на свет разного цвета. Он наиболее чувствителен к фотонам с длиной волны  $0,555$  мкм. Именно таких фотонов больше всего в свете Солнца, наблюдаемого сквозь атмосферу. Разумеется, это не совпадение, а следствие биологической эволюции. Сетчатка глаза содержит светочувствительные клетки двух типов — колбочки и палочки, причем колбочки бывают трех видов: чувствительные к красному, зеленому и синему цвету (рис. 2.15). Благодаря этому глаз различает цвета. Но судить по цвету источника о его спектре, вообще говоря, нельзя: при одинаковой пропорции трех основных цветов спектры могут сильно различаться. Но если излучение звезды в основном тепловое, то цвет позволяет судить о ее температуре. Поэтому холодные звезды кажутся более красными, чем горячие.

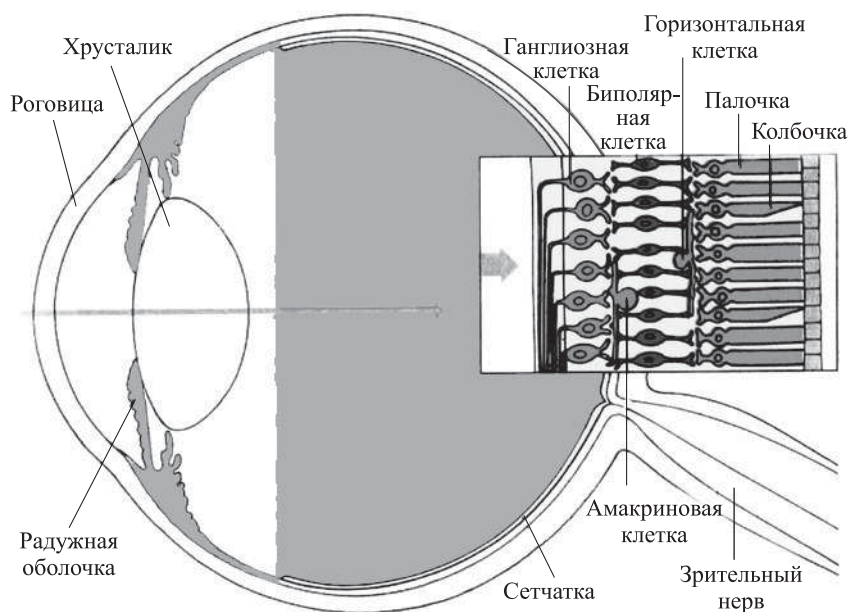


Рис. 2.15. Светочувствительный слой нашего глаза — сетчатка. Она преобразует энергию световых квантов в электрохимический сигнал и производит первичную обработку информации. Обратите внимание: нервные волокна подходят к светочувствительным клеткам — палочкам и колбочкам — со стороны падающего света

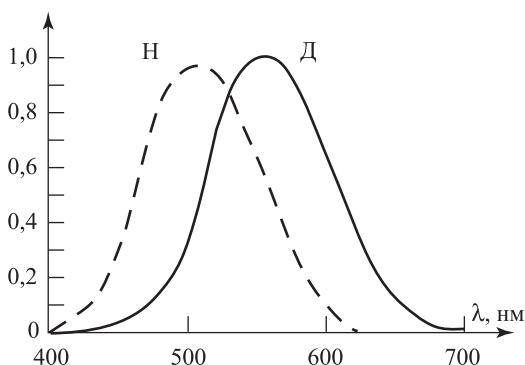


Рис. 2.16. Кривые видности, т.е. относительная чувствительность, дневного (Д) и ночного (Н) зрения человека

При низкой освещенности колбочки бездействуют, а палочки не чувствительны к цвету. Поэтому «ночью все кошки серы» и цвет слабых звезд не воспринимается глазом (рис. 2.16). Люди,



страдающие дальновзоркостью или близорукостью, носят очки. При наблюдении в телескоп очки лучше снять и воспользоваться фокусирующим приспособлением телескопа (изменяющим расстояние между объективом и окуляром). И только в том случае, если это не помогает добиться резкого изображения, можно попробовать наблюдать в очках. Такие случаи очень редки.

При всех своих достоинствах глаз не позволяет проводить точные измерения, длительное время накапливать свет и сохранять увиденную картину. На помощь глазу в середине XIX в. пришла фотография, а в XX в. — электронные приемники света.

Основой фотографии служит способность света вызывать химические реакции. Светочувствительным веществом обычно служит бромистое серебро ( $\text{AgBr}$ ). При изготовлении фотографической эмульсии маленькие ( $\approx 2$  мкм) кристаллы бромистого серебра распределяют в жидкой массе прозрачного органического вещества — желатина (рис. 2.17). Затем эмульсию наносят на подложку (стекло или прозрачную пленку), где она высыхает.

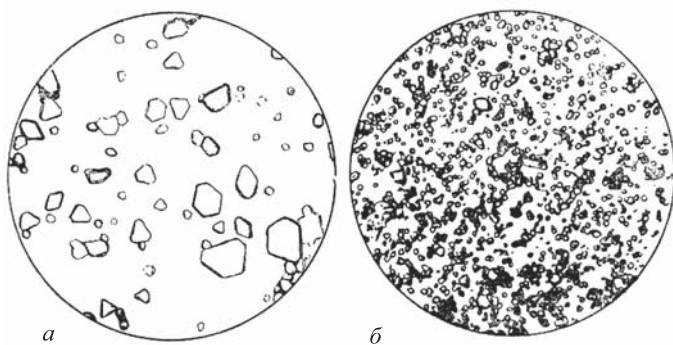


Рис. 2.17. Форма эмульсионных зерен высокочувствительного (а) и малочувствительного (б) фотослоя. Увеличение — 1600

Как правило, астрономы используют стеклянные фотопластинки, на которых проще производить точные измерения, и которые лучше сохраняются.

Когда на фотоэмульсию попадает свет, некоторые молекулы бромистого серебра разрушаются и выделяют атомы серебра. Чем больше попало фотонов на данный участок эмульсии, тем больше образовалось атомов серебра (рис. 2.18). Говорят, что в эмульсии образовалось *скрытое изображение*. Чтобы его увидеть, фотопластинку *проявляют*. Ее погружают в раствор проявителя, где происходит химическая реакция между бромистым

серебром и проявителем, в результате которой все молекулы бромистого серебра могут разрушиться и освободить все серебро. Но главная особенность проявления в том, что кристаллы  $\text{AgBr}$ , в которых уже есть свободные атомы серебра, образовавшиеся под действием света, проявляются быстрее тех, где таких атомов нет. Если вовремя прекратить проявление, то те места фотопластины, на которые падал свет, окажутся проявленными, а другие места — еще нет.

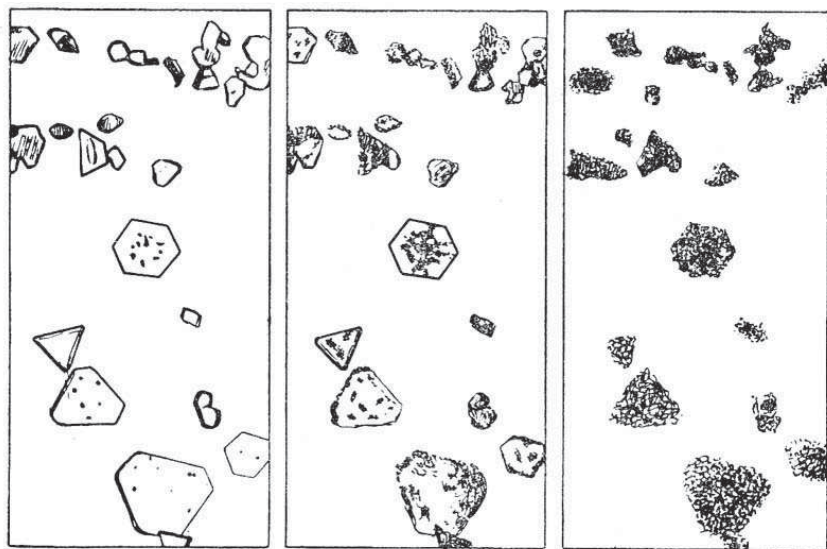


Рис. 2.18. Действие света на кристаллы  $\text{AgBr}$  при возрастающей (слева направо) экспозиции. Увеличение 2000

После проявления требуются еще две операции — *фиксирование* и *промывка*. При фиксировании оставшиеся непроявленными кристаллы  $\text{AgBr}$  растворяются и удаляются, а в эмульсии остаются только мелкие частицы серебра — черные зерна. Чем интенсивнее было скрытое изображение на участке пластинки, тем более черным он выглядит после проявления. Такое изображение называют *негативом*: светлые участки объекта съемки выглядят на нем темными, и наоборот. В бытовой фотографии для получения нормального изображения — *позитива* — описанный фотопроцесс повторяют, как бы фотографируя негатив. Астрономы же работают непосредственно с негативами, чтобы не вносить дополнительных помех в изображение (рис. 2.19).

Действие фотоэлектрических приемников света основано на взаимодействии света с электронами твердого тела. Поглотив фотон и увеличив тем самым свою энергию, электрон может либо вылететь из вещества, либо перейти в другое состояние. Оба этих явления можно зарегистрировать. Рассмотрим два наиболее распространенных в астрономии вида фотоэлектрических приемников света: *фотоэлектронный умножитель (ФЭУ)* и *прибор с зарядовой связью (ПЗС)*.

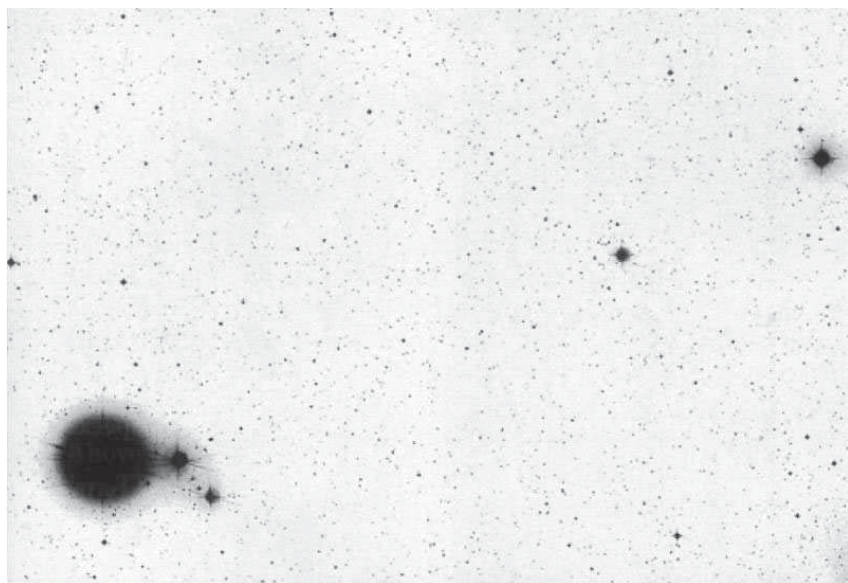


Рис. 2.19. Участок фотопластинки, снятой на 48-дюймовой камере Шмидта Паломарской обсерватории. Самые слабые изображения принадлежат звездам  $21,5^m$ . Для данной комбинации телескопа и фотопластинки это *предельная звездная величина*. Изображения ярких звезд расплылись в гигантские пятна в основном из-за рассеяния света в фотоэмульсии и стекле пластинки. По этой причине вблизи ярких звезд не видны слабые

ФЭУ не регистрирует изображения; его применяют для измерения слабых потоков света методом счета фотонов. Действие ФЭУ основано на внешнем фотоэффекте. Прибор собран в стеклянной трубке, из которой выкачан воздух (рис. 2.20). На передний торец трубки изнутри нанесен светочувствительный материал; это катод. Вслед за ним расположены 10–15 металлических пластинок-динодов. Между каждой парой пластин, включая катод, приложено сильное электрическое поле: на катоде «–», а на последнем диноде самый большой «+».

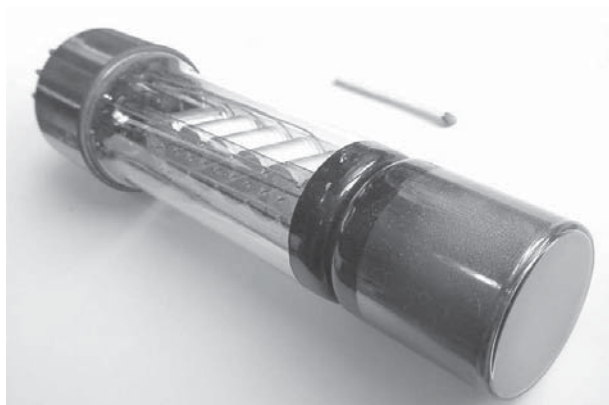


Рис. 2.20. Фотоумножитель ФЭУ-29 (1960 г.) с полупрозрачным сурьмяно-цезиевым фотокатодом, нанесенным на внутреннюю поверхность торцевого стекла колбы (на переднем плане). Спектральная чувствительность фотокатода простирается от 300 до 600 нм с максимумом на 380–420 нм. В прозрачной части колбы располагается 13-диодная умножительная система. За ней — цоколь для подключения к блоку питания и усилителю. Рядом — спичка для масштаба

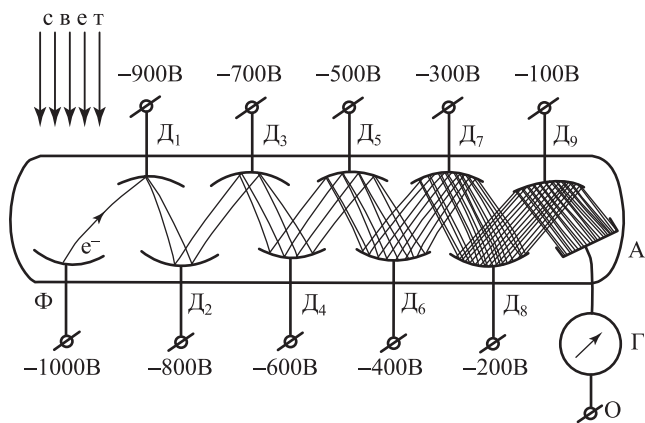


Рис. 2.21. Схема фотоэлектронного умножителя. Д<sub>1</sub>...Д<sub>9</sub> — диноды; Г — гальванометр; Ф — фотокатод; А — анод. При коэффициенте вторичной электронной эмиссии около 4, имея 10 каскадов усиления, он увеличивает количество электронов в импульсе в  $4^{10} = 10^6$  раз

Когда на торец ФЭУ падает свет, каждый достаточно энергичный фотон (или почти каждый) выбивает из катода электрон (рис. 2.21). Ускоряясь в электрическом поле и увеличивая свою энергию, электрон летит к первому диноду и с силой в него ударяет; при этом он выбивает из динода уже несколько электронов.

Те, в свою очередь, ускоряясь в электрическом поле, летят к следующему диоду, где каждый из них выбивает еще несколько электронов, и т. д. Таким образом, выбитый фотоном из катода первый электрон как бы «размножается», и на последний диод обрушивается лавина электронов, создающая ощутимый импульс тока, который регистрируется электроизмерительным прибором. Количество импульсов подсчитывает компьютер. Чувствительность ФЭУ так высока, что регистрируется не менее чем каждый десятый попавший на катод фотон. Для сравнения: фотопластинка регистрирует лишь один фотон из ста.

ФЭУ применяют для измерения блеска звезд или небольших участков на изображении галактики, закрывая остальные участки непрозрачной пластинкой с отверстием (диафрагмой). В отличие от ФЭУ прибор с зарядовой связью (ПЗС, английская аббревиатура — CCD) позволяет зарегистрировать изображение объекта.

По существу, ПЗС — это матрица, состоящая из множества элементарных приемников света. Ее основой служит пластинка из кристалла кремния, поверхность которой разделена на мелкие квадратные ячейки — пиксели (рис. 2.22). Размер пиксела у раз-

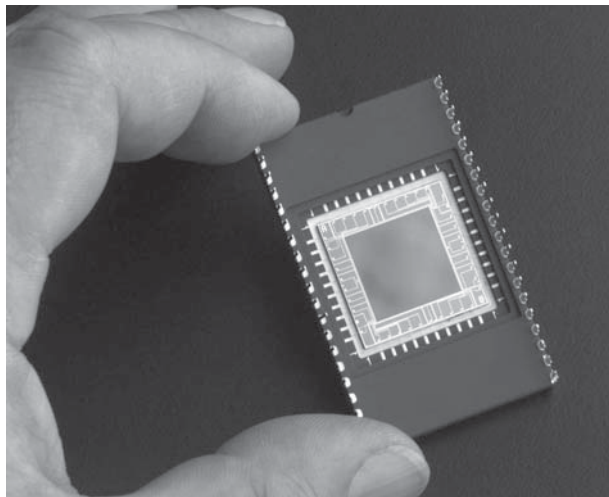


Рис. 2.22. ПЗС-матрица на контактной пластине

ных ПЗС составляет от 7 до 25 мкм. Действие ПЗС основано на *внутреннем фотоэффекте*. Кристалл кремния — плохой проводник электричества; это *полупроводник*. При попадании фотона в пиксел его энергию поглощает один из электронов

и отрывается от своего атома. Этот энергичный электрон проводимости не вылетает из вещества, но может свободно «бродить» в нем. Сколько фотонов попало в пиксел, столько свободных зарядов в нем возникло. Границы между пикселями почти непреодолимы для электронов, так что в спокойном состоянии пикселы не обмениваются зарядом. После окончания действия света распределение зарядов по пикселям такое же, каким было распределение освещенности в изображении небесного объекта, созданном на поверхности ПЗС объективом телескопа.

Чтобы измерить это распределение заряда, поступают так. Между соседними рядами пикселей матрицы ПЗС прикладывают электрический потенциал, который заставляет все заряды переместиться «на один шаг в сторону», в соседний пиксел. К пикселям крайнего ряда (с той стороны, куда перетекают заряды) подведены проводники тока, по которым «сброшенные» с матрицы заряды поступают в измерительную схему компьютера. Так, шаг за шагом, распределение зарядов сдвигается к краю матрицы, измеряется ряд за рядом и записывается в память компьютера. Затем точки соответствующей яркости выводятся на экран монитора — изображение готово!

Сравним между собой фотопластинку и ПЗС. Общее их свойство состоит в том, что они могут накапливать свет и позволяют получить изображение объекта (поэтому их называют *панорамными приемниками света*, в отличие от ФЭУ). К тому же, оба эти приемника дают нам изображение, состоящее из дискретных элементов: зерна фотоэмульсии и пикселы ПЗС. Но есть между ними и важные различия. Прежде всего, ПЗС гораздо чувствительнее фотоэмульсии, поскольку он регистрирует практически каждый фотон. Данные с ПЗС сразу вводятся в компьютер, тогда как фотопластинку нужно проявлять, сушить, а затем измерять плотность изображения, сканируя ее световым лучом микрофотометра. Наконец, с помощью ПЗС можно без искажений измерить значительно больший диапазон освещенности в изображении объекта, чем с помощью фотопластинки. Дело в том, что заряд пиксела ПЗС пропорционален количеству упавших фотонов (во всяком случае, пока их количество не превысит  $10^5$ ), тогда как отклик фотопластинки — ее почернение — непропорционально связан с количеством поглощенного света. Это очень важное преимущество ПЗС, которое уберегает от трудно обнаружимых ошибок и ложных выводов, случающихся при фотографических наблюдениях.

Впрочем, пока и у фотографии сохраняются некоторые преимущества: большая площадь приемника, высокая разрешающая



способность, простота и дешевизна оборудования. Размер фотопластинок  $40 \times 40$  см — далеко не редкость, в то время как размер матрицы ПЗС — несколько сантиметров. При размере зерна фотоэмульсии около 20 мкм фотопластинка содержит  $3 \times 10^8$  элементов изображения, тогда как рядовая матрица ПЗС при размере пикселей 15 мкм содержит их около  $10^7$ . К тому же, высококачественные ПЗС требуют охлаждения жидким азотом для уменьшения «темнового шума», т.е. появления зарядов от тепла, а не от действия света. Однако электронные технологии быстро совершенствуются; в профессиональной астрономии ПЗС-приемники уже вытеснили фотопластинку.

Различие свойств ПЗС и фотографии пока приводит к «разделению труда» между ними. Фотография еще сохраняет свои преимущества при наблюдении на телескопах с большим полем зрения. Фотографические снимки всего неба содержат огромное количество информации, которая пока полностью не использована. Здесь и слабые звезды, и галактики, и туманности, и многое другое. ПЗС пока не дали такого количества информации, но они чрезвычайно ценны для автоматизированных и космических телескопов.

В заключение этого раздела заметим, что приемник света служит неотъемлемой частью телескопа, определяющей успех исследования не в меньшей степени, чем телескоп сам по себе. Например, появление ПЗС позволило на тех же телескопах наблюдать в десятки раз более слабые объекты, а также в два-три раза увеличить точность определения параллаксов звезд. На многих крупных телескопах фотография уже не применяется.

На рис. 2.19 показана малая часть астрономического фотонегатива. Видно, что изображения звезд представляют собой довольно размытые пятна, состоящие из отдельных зерен фотоэмульсии. Снимок сделан на телескопе-рефлекторе, в котором на пути входящего света находится вторичное зеркало и детали, удерживающие его в трубе телескопа в нужном положении. Дифракция света на краях этих деталей порождает кресты, пересекающие изображения ярких звезд. Конечно, кресты существуют в изображениях всех звезд, но освещенность их мала и заметны они только в изображениях ярких звезд. Никаких следов дифракционных колец не видно: их размер значительно меньше, чем пятна атмосферного размытия звезд.

На рис. 2.23 показано изображение участка неба, зарегистрированное ПЗС. Видно, что оно состоит из отдельных квадратных элементов (пикселей) разной интенсивности.



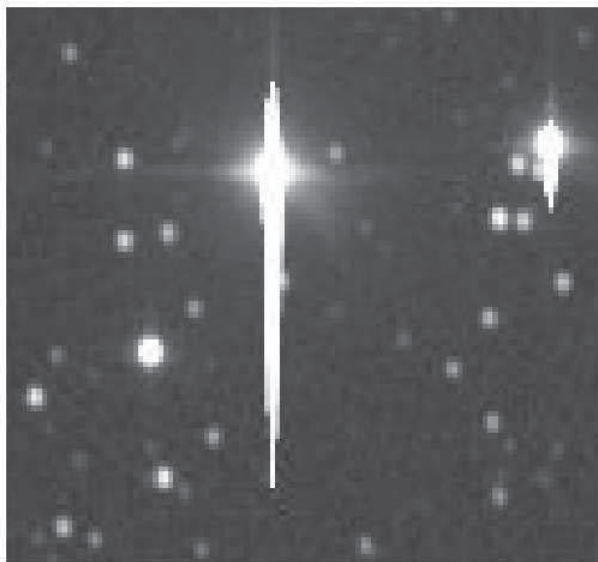


Рис. 2.23. Маленький участок ночного неба, зарегистрированный телескопом с помощью ПЗС-матрицы. В потенциальной яме одной ячейки ПЗС может поместиться не более  $10^5$ – $10^6$  электронов. Поэтому ячейки, на которые падают изображения ярких звезд, переполняются. Избыточный заряд переливается в соседние пиксели, что приводит к «растеканию» изображения, а при считывании за ним образуется яркий «хвост»

### 2.3.7. Крупнейшие телескопы

Крупнейший в мире рефрактор, установленный в Йеркской обсерватории Чикагского университета (США), имеет объектив диаметром 102 см и фокусным расстоянием 19 м. Он построен в 1897 г. на средства мецената Ч. Йеркса, чикагского «трамвайного короля». Заметим, что не только в те времена богатым американцам нравилось финансировать строительство гигантских телескопов: крупнейшие современные рефлекторы, 10-метровые «Кек I» и «Кек II» созданы в 1990-е годы на средства частного фонда У. Кека.

В строительстве Йеркского рефрактора принимали участие несколько предприятий: оптические, машиностроительные, строительные. Двухлинзовый объектив телескопа был изготовлен известной американской оптической фирмой «Алван Кларк и сыновья». В конце прошлого века большие объективы скорее были произведением искусства, чем результатом высоких технологий. Например, оптик должен был учитывать неоднородности стекла при шлифовке линзы: в том месте, где стекло оказалось чуть

плотнее, линзу нужно сделать чуть более тонкой. Такая шлифовка выполнялась вручную. Йеркский рефрактор предназначался в основном для визуальных наблюдений и в течение прошедших ста лет использовался для самых разнообразных целей: наблюдений планет, двойных звезд, фотографирования спектров туманностей. В последние годы, благодаря своему большому фокусному расстоянию, он служит для определения собственных движений звезд в скоплениях. Как видим, век хорошего телескопа весьма долог.

Таблица 2.2. Крупнейшие телескопы-рефракторы

Диаметр		Обсерватория	Местонахождение	Год сооружения – демонтажа
дюймы	метры			
40	1,02	Йеркская	Уильямс Бэй, Висконсин	1897
36	0,91	Ликская	гора Гамильтон, Калифорния	1888
33	0,83	Парижская	Медон, Франция	1893
32	0,81	Астрофизическая	Потсдам, Германия	1899
30	0,76	Обсерв. в Ницце	Франция	1880
30	0,76	Пулковская	Санкт-Петербург	1885–1941
30	0,76	Аллегенская	Питтсбург, Пенсильвания	1917

В России и бывшем СССР крупнейшим является рефрактор Пулковской обсерватории (С.-Петербург) с диаметром объектива 65 см и фокусным расстоянием 10 м. Изготовлен в Германии в 1940-х годах. Служит для измерений двойных звезд и параллакс-ов звезд. В некоторых из этих наблюдений используются ПЗС.

Два крупнейших в мире рефлектора «Кек I» и «Кек II» находятся на Гавайских островах (США). Это одинаковые телескопы с диаметром зеркал 10 м и фокусным расстоянием 17,5 м. Первый из них вступил в строй в 1990 г. Зеркала не сплошные: каждое состоит из 36 отдельных шестиугольных сегментов размером 1,8 м. Поскольку телескоп имеет оптическую схему Ричи–Кретьена, поверхность всей этой зеркальной мозаики должна быть гиперболоидом вращения. Точное расположение сегментов контролируется во время наблюдений датчиками и исправляется по сигналам компьютера. Этот процесс повторяется 2 раза в секунду. Можно сказать, что зеркало «живет» во время наблюдений. Заметим, что эта система не является *адаптивной*, т. е.

не имеет целью исправление атмосферных помех, а только лишь исправляет взаимное расположение частей зеркала для поддержания высоких характеристик телескопа. Такие оптические системы называют *активными*. Телескопы «Кек I» и «Кек II» в основном предназначены для наблюдения спектров слабых звезд. В особых случаях эти два телескопа, расположенные в непосредственной близости друг к другу (85 м), образуют «оптический интерферометр» — прибор с очень высокой разрешающей силой.

Наибольший в России и бывшем СССР рефлектор находится в Специальной астрофизической обсерватории (САО) около поселка Нижний Архыз на Северном Кавказе. Он имеет зеркало диаметром 6 м и фокусным расстоянием 24 м. Построен в 1976 г. на предприятиях СССР. Зеркало телескопа сплошное, параболическое. Используется для разнообразных наблюдений, в последнее время — с ПЗС-приемниками.

Нельзя не упомянуть о рефлекторе, который был крупнейшим в мире в течение более четверти века. Диаметр его зеркала 5 м, фокусное расстояние 16,5 м. Построен он в 1949 г. и работает в обсерватории Маунт-Паломар (Калифорния, США) (рис. 2.24). Зеркало параболическое, монтировка экваториальная. Он назван именем Джорджа Хейла, выдающегося американского астронома, организатора известных обсерваторий, инициатора строительства крупнейших телескопов. При сооружении этого телескопа были применены многие технические новшества, например, масляные подшипники полярной оси (гигантский прибор «плавает» в тонком слое масла, не касаясь опоры), специальная конструкция трубы, гнутые которой не изменяет направления визирной линии телескопа, и многое другое.

Таблица 2.3. **Крупнейшие камеры Шмидта. Указан диаметр коррекционной пластинки и зеркала**

Диаметр, метры	Обсерватория	Местонахождение	Год сооружения/реконструкции
1,3–2,0	Карла Шварцшильда	Таутенбург, Германия	1960
1,2–1,8	Паломарская	гора Паломар, Калифорния	1948/75
1,2–1,8	Англо-австралийская	Сайдинг–Спринг, Австралия	1973
1,1–1,5	Астрономическая	Токио, Япония	1975
1,0–1,6	Европейская южная	Ла-Силья, Чили	1971

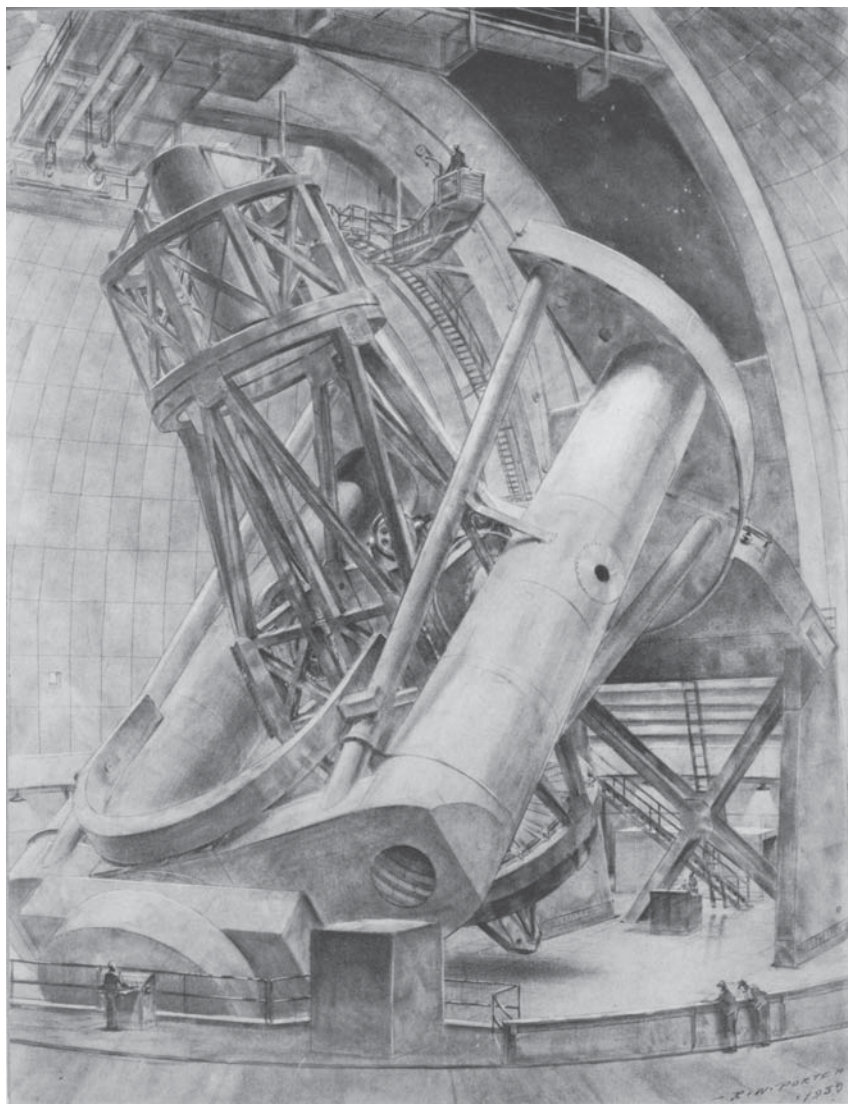


Рис. 2.24. 5-метровый рефlector Паломарской обсерватории (Калифорния, США). Инженерный рисунок

Наибольший в мире телескоп системы Шмидта построен в Германии и находится в Таутенбурге. Диаметр его коррекционной линзы 1,34 м, диаметр зеркала 2 м, фокусное расстояние 4 м. Существуют еще два почти одинаковых и почти столь

же крупных телескопа Шмидта диаметром 1,25 м и фокусным расстоянием 3,07 м. Первый из них установлен в 1949 г. в обсерватории Маунт-Паломар (США), второй — в 1975 г. в обсерватории Сайдинг-Спрингс (Австралия). Эти телескопы знамениты тем, что на них сделаны несколько фотографических обзоров всего неба с предельной звездной величиной около  $22^m$ . Их используют многие астрономы всего мира для самых разнообразных целей. Назовем еще двухменисковый телескоп системы Максудова диаметром 0,7 м и фокусным расстоянием 2,07 м. Построенный в 1965 г. в Ленинграде специально для точного определения координат и движений звезд, он находится в Чили, где работали астрономы Пулковской обсерватории. К сожалению, на этом телескопе пока не выполнено фотографического обзора неба и он используется для изучения переменных звезд в соседних галактиках.

### **2.3.8. Телескопы наземные и космические**

До сих пор речь шла о телескопах, предназначенных для наблюдения с поверхности Земли. Но в настоящее время существуют и космические астрономические обсерватории. Какие же преимущества у космического телескопа? Основное преимущество состоит в устранении влияния земной атмосферы, которая приносит астрономам два основных неудобства.

Во-первых, из-за своей нестабильности, «подвижности», атмосфера не дает возможности сделать изображения звезд спокойными и малыми. Вспомним, что и проникающая, и разрешающая сила телескопа зависят от размера изображения звезд. Свет от звезд проходит сквозь атмосферу, которая редко бывает спокойной. В результате изображение звезды представляет собой размытое, волнуемое, разноцветное пятно. Размеры этого пятна намного больше, чем создает оптическая система самого телескопа. Стало быть, именно атмосфера ограничивает возможности любого сколько-нибудь крупного и даже среднего телескопа. Например, из-за беспокойства атмосферы редко имеет смысл использовать увеличения больше 100–150 раз. Разрешающая сила небольшого телескопа с объективом диаметром 300 мм уже не может быть полностью использована при таком слабом увеличении.

Во-вторых, атмосфера поглощает большую часть излучений небесных тел. Хорошо проходит через атмосферу только видимый свет, инфракрасный, близкий к красному (фотоны с длинами волн от 0,00035 до 0,0020 мм); хуже — фотоны инфракрасного света с длинами волн 0,008–0,013 мм. Радиоволны с длинами

волн от 1 мм до 30 м также пропускаются атмосферой. Но ведь и в других лучах, поглощаемых атмосферой, содержатся очень ценные сведения о небесных телах. Впрочем, даже те лучи, что проходят сквозь атмосферу к поверхности Земли, испытывают на себе ее вредное влияние, например, рефракцию и атмосферную дисперсию (разложение света в спектр). Последняя особенно вредна при определении движений звезд и их параллаксов.

С развитием космонавтики у астрономов появилась возможность вынести телескопы за пределы атмосферы. Такие космические телескопы по внешнему виду мало похожи на наземные, хотя часто имеют сходные оптические схемы. Приведем два примера.

Космический телескоп «Хаббл» построен по схеме Ричи–Кретьена, диаметр его зеркала 2,4 м, проникающая сила около  $28^m$ , а разрешающая способность около  $0,1''$ . В наземных условиях такая проникающая сила может быть достигнута только при значительно больших диаметрах зеркал, а разрешающая способность — только в редких случаях и только при специальных видах наблюдений.

Телескоп космического аппарата «Гиппаркос» построен по схеме телескопа Шмидта. Это небольшой телескоп с диаметром зеркала 25 см и фокусным расстоянием 1,4 м. Его задачей было определение положений, движений и параллаксов ярких звезд. За три года работы (1989–1993) выполнено несколько миллионов наблюдений. Точность этих наблюдений, около  $0,001''$ , достигнута впервые в истории астрономии.

Борьба с влиянием атмосферы возможна и на Земле. В настоящее время существуют следующие способы уменьшения вредного влияния атмосферы.

Перед строительством каждого крупного телескопа производятся специальные исследования «астрономического климата» в предполагаемом месте установки телескопа и даже организуются экспедиции для поиска места с наиболее спокойной атмосферой. Здание, где стоит телескоп, и его купол должны иметь такую форму, чтобы не образовывалось «завихрений» при ветре. В подкупольном пространстве и внутри самого телескопа не должно быть потоков воздуха, вызываемых, например, источниками тепла (аппаратурой). У всех крупных телескопов днем под куполом поддерживается прогнозируемая ночная температура воздуха.

Очень хорошее место для астрономических наблюдений — Гавайские острова. Там есть горы, пригодные для установки телескопов, большое число ясных ночей в году (около 250), слабый ветер, прозрачная атмосфера. На вершине горы Мауна-



Кеа (о. Гавайи) расположены телескопы многих стран, в том числе крупнейшие в мире рефлекторы. Поскольку одна секунда работы крупного телескопа обходится в 1 долл., эффективность работы обсерватории Мауна-Кеа имеет немалый экономический эффект. Точный прогноз погоды на этой вершине, которая сильно отличается от погоды у подножия горы, дает возможность планировать наблюдения (например, при повышенной влажности невозможны ИК-измерения), а также позволяет заблаговременно регулировать температуру подкупольного пространства (ошибка в прогнозе ночной температуры на несколько градусов срывает наблюдения, поскольку главное зеркало телескопа не успевает за несколько ночных часов принять температуру окружающего воздуха). Поэтому на вершине Мауна-Кеа в 2003 г. начала функционировать своя метеослужба, обеспеченная уникальным компьютером и специально созданной моделью местной атмосферы. Она дает прогноз на 42 ч с точностью до 1 °С.

Существуют способы «исправления» искажающего влияния атмосферы. Оптические системы, исправляющие ход лучей света, искаженный атмосферой, называются адаптивными (приспосабливающимися). Такие системы имеют датчик, регистрирующий тонкие детали изображения, и устройство для исправления

Таблица 2.4. **Крупнейшие солнечные телескопы (все башенные).**  
**В — вакуумный; А — адаптивный**

Диаметр, метры	Обсерватория	Местонахождение	Год соору- жения
1,60	Китт-Пик	Тусон, Аризона	1962
1,50 В	Сакраменто-Пик	Санспот, Нью-Мексико	1969
1,00	Астрофизическая (КрАО)	Крым, Украина	1975
1,00 А	Шведский солн. тел., SST	о. Пальма, Канары	2002
0,90	Китт-Пик, 2 дополнит-ных в общем корпусе с 1,6-м	Тусон, Аризона	1962
0,90	Тейде, телескоп THEMIS	о. Тенерифе, Канары	2001
0,70 В	Китт-Пик	Тусон, Аризона	1973
0,70 В	Ин-т физики Солнца, ФРГ	о. Тенерифе, Канары	1988
0,66	Митака	Токио, Япония	1920
0,48 В	Ин-т физики Солнца, Швеция	о. Пальма, Канары	1985
он же	передан в Chabot Space Center	Окланд, Калифорния	2001



Таблица 2.5. Астрономические обсерватории России

Название	Место расположения	Широта		Восточ. долгота	Высота над ур. моря,
		°	'	°	м
Главная астрон. обс. РАН (ГАО, Пулковская)	Санкт-Петербург	59	46	30 20	75
Гос. астрон. институт им. П. К. Штернберга (ГАИШ)	Москва, МГУ	55	42	37 33	194
Краснопресненская обс. МГУ	Москва, центр	55	45	37 34	142
Южная лаборатория ГАИШ	Крым, пос. Научный	44	44	34 02	550
Спец. астрофиз. обс. РАН	Ставропольский край,	43	39	41 26	2100
(САО, Зеленчукская)	гора Семиродники				
Обс. им. В. П. Энгельгардта	близ Казани	55	50	48 49	98
Станция Пулковской обс.	близ Кисловодска	43	44	42 32	2130
Обс. С.-Петербургского ун-та	С.-Пб, центр	59	57	30 16	4
Обс. Иркутского ун-та	Иркутск	52	17	104 20	456
Обс. Калининград. ун-та	Калининград	54	43	20 30	24
Саянская солнечная обс.	пос. Монды	51	37	101 00	2000
ИСЗФ СО РАН					
Саянская горная радиообс.	Восточные Саяны	51	46	102 12	832
Обс. Уральского ун-та	дер. Коуровка	56	52	59 33	290
Обс. Томского ун-та	Томск	56	28	84 58	130
Обс. Ростовского ун-та	Ростов	47	14	39 43	—
Звенигородская обс. Института астрономии РАН	Московская обл.	55	42	36 46	180

Таблица 2.6. Зарубежные астрономические обсерватории

Название	Место расположения	Широта	Восточ. долгота	Высота над ур. моря, м
		° /	° /	м
Азербайджан				
Шемахинская астрофиз. обс.	плато Пиркули	40 46	48 35	1435
Армения				
Бюраканская астрофиз. обс.	близ Еревана	40 21	44 18	1500
Грузия				
Абастуманская астрофиз. обс. АН Грузии	пос. Абастумани, гора Канобили	41 45	42 50	1600
Казахстан				
Астрофиз. ин-т им. В.Г.Фесенкова АН Казахстана Тянь-Шаньская астрон. обс. Ассы-Тургенская обс.	Алма-Ата, Каменское плато	43 11	76 57	1450
	Зайлиийский Алатау	43 04	76 58	2760
	Зайлиийский Алатау	43 15	77 48	2600
Латвия				
Обс. Латвийского ун-та Радиоастрофизич. обс.	Рига	56 57	24 07	39
	Рига	56 47	24 24	75

Таблица 2.6 (продолжение)

Название	Место расположения	Широта	Восточ. долгота	Высота над ур. моря,
		° /	° /	м
Литва				
Обс. Вильнюсского ун-та	Вильнюс	54 41	25 15	122
Таджикистан				
Институт астрофизики	Душанбе	38 34	68 47	820
Туркмения				
Астрофиз. лаб. Физ. тех. ин-та	близ Ашхабада	37 57	58 21	—
Узбекистан				
Ташкентская obs. АН Узб. Широтная станция Майданакская obs.	Ташкент Китаб гора Майданак	41 20 39 08 38 41	69 18 66 53 66 53	479 658 2300
Украина				
Крымская астрофиз. obs. НАН Украины (КрАО)	Крым, пос. Научный	44 44	34 02	550
Симеизское отделение КрАО	Крым, пос. Симеиз	44 25	34 00	200
Ин-т радиоастрономии	Харьков	49 38	36 56	150
Обс. Харьковского ун-та	Харьков	50 00	36 14	138
Главная астрон. obs. НАН Украины	Киев, Голосеево	50 22	30 30	188
Обс. Киевского ун-та	Киев	50 27	30 30	184

Таблица 2.6 (продолжение)

Название	Место расположения	Широта	Восточ. долгота	Высота над ур. моря,
		° /	° /	м
Украина				
Обс. НАН Украины и РАН	Кавказ, пик Терскол	43 16	42 30	3120
Обс. Львовского ун-та	Львов	49 50	24 02	330
Николаевская астр. obs.	Николаев	46 58	31 58	54
Обс. Одесского ун-та	Одесса	46 29	30 46	51
Филиал obs. Одесского ун-та	Одесса, Маяки	46 24	30 16	10
Эстония				
Астрофиз. obs. Тарту	Тыравере	58 16	26 28	70
Старая обсерватория ун-та	Тарту	58 23	26 43	67
Аргентина				
Кордобская АО, Cordoba Ast. Obs.	Кордоба	−31 25	−64 12	434
Австралия				
Англо-австралийская obs., Anglo-Australian Obs.	Новый Южн. Уэльс	−31 17	149 04	1164
Нац. радиоастрон. obs., Australian NRAO, Parkes	Новый Южн. Уэльс	−33 00	148 16	392
Обс. Маунт Стромло, Mount Stromlo Obs.	Канберра	−35 19	149 01	767

Таблица 2.6 (продолжение)

Название	Место расположения	Широта	Восточ. долгота	Высота над ур. моря,
		° /	° /	м
Австралия				
Обс. Сайдинг Спринг, Siding Spring Obs.	Новый Южн. Уэльс	–31 16	149 04	1149
Канада				
Обс. Данлап, David Dunlap Obs. Доминионская астрофиз. obs., Dominion Astrophis. Obs.	Онтарио Брит. Колумбия	43 52 48 31	–79 25 –123 25	244 238
Чили				
Межамериканская obs., Cerro Tololo Inter-Amer. Европейская южная obs., European South. Obs. Обс. Лас Кампанас, Las Campanas Obs. Обс. Паранал, Paranal Obs.	Сьерра Тололо Сьерра Ла Силья Лас Кампанас Сьерра Паранал	–30 10 –29 15 –29 01 –24 38	–70 49 –70 44 –70 42 –70 24	2215 2347 2282 2635
Китай				
Обс. Пекинского ун-та Обс. Пурпурной горы	Пекин Пурпурная Гора	39 57 32 04	116 22 118 49	70 267
Чехия				
Обс. Ондржейов, Ondrejov Obs.	Ондржейов	49 55	14 47	533

Таблица 2.6 (продолжение)

Название	Место расположения	Широта	Восточ. долгота	Высота над ур. моря,
		° /	° /	м
Франция				
Обс. Лазурного берега, Cote d'Azur Obs. Медонская obs., Meudon Obs. Парижская obs., Paris Obs. Обс. Пик-дю-Миди, Pic du Midi Obs.	Ница, Монт-Грос Медон Париж Пиренеи	43 43	7 18	372
		48 48	2 14	162
		48 50	2 20	67
		42 56	0 09	2861
Германия				
Ин-т радиоастр. им. Планка, Max Plank Inst. Radio Ast. Астрофиз. obs., Potsdam Astrophys. Obs. Зоннебергская obs., Sonneberg Obs. Хайдельбергская obs., State Obs. Heidelberg	Эффельсберг  Потсдам Зоннеберг Хайдельберг	50 32	6 53	369
		52 23	13 04	107
		50 23	11 12	640
		49 24	8 43	570
Венгрия				
Обс. Конколи, Konkoly Obs.	Конколи	47 30	18 58	474
Италия				
Астрофиз. obs. Арчетри, Arcetri Astrophys. Obs. Астрофиз. obs. Азьяго, Asiago Astrophys. Obs. Обс. Каподимонте, Capodimonte Ast. Obs.	Арчетри Азьяго Неаполь	43 45	11 15	184
		45 52	11 32	1084
		40 52	14 15	150

Таблица 2.6 (продолжение)

Название	Место расположения	Широта		Восточ. долгота	Высота над ур. моря, м
		°	'		
Италия					
Астрофиз. обс. Катании, Catania Astrophys. Obs. Обс. ун-та Палермо, Palermo Univ. Ast. Obs.	Катания	37 30	15 05	47	
	Палермо	38 07	13 21	72	
Япония					
Нац. астрон. обс., National. Ast. Obs. Солнечная радио обс., Nobeyama Sol. Rad. Obs. Субару, Subaru	Митака	35 40	139 32	58	
	Нобейама	35 56	138 29	1350	
	о. Гавайи	19 49	–155 28	4214	
Мексика					
Нац. астр. обс., National. Ast. Obs.	Тонантингла	19 02	–98 19	2150	
Нидерланды					
Лейденская обс., Leiden Obs.	Лейден	52 09	4 29	12	
Польша					
Обс. Варшавского ун-та, Warsaw Univ. Ast. Obs. Обс. Познаньского ун-та, Poznan Univ. Ast. Obs.	Островик	52 05	21 25	138	
	Познань	52 24	16 53	85	
Южная Африка					
Южно-Африканская обс., South African Ast. Obs.	Кейптаун	–33 56	18 29	18	
	Сазерленд	–32 23	20 49	1760	



Таблица 2.6 (продолжение)

Название	Место расположения	Широта	Восточ. долгота	Высота над ур. моря,
		° /	° /	м
Испания				
Нац. астрон. обс., National Ast. Obs. Обс. Рока-де-лос-Мучачос, Roque de los Muchachos Obs. Обсерватория Тейде, Teide Obs.	Мадрид	40 25	−3 41	670
	о. Пальма	28 46	−17 53	2326
	о. Тенерифе	28 18	−16 30	2395
Швеция				
Лундская обсерватория, Lund Obs.	Лунд	55 42	13 11	34
Великобритания				
Гринвичская обс., Royal Greenwich Obs. Обс. Кембриджского ун-та, O Cambridge Univ. Obs. Эдинбургская Королевск. обс., Royal Obs. Edinburgh	Херстмонсо (Лондон)	50 52	0 20	34
	Кембридж	52 13	0 06	30
	Эдинбург	55 56	−3 11	146
США				
Нац. обс. Кит Пик, Kitt Peak Nat. Obs. Ловелловская обс., Lowell Obs.	Кит Пик, Аризона Флагстаф, Аризона	31 58 35 12	−111 36 −111 40	2120 2219

Таблица 2.6 (продолжение)

Название	Место расположения	Широта	Восточ. долгота	Высота над ур. моря,
		° /	° /	м
США				
Нац. радиоастр. обс., Nat. Radio Ast. Obs.	Грин Бенк	38 26	–79 50	836
	Сокорро	34 05	–107 37	2124
Солнечная обс. Биг-Бейр, Big Bear Solar Obs.	Кит Пик	31 57	–111 37	1939
	Биг-Бейр Сити	34 15	–116 55	2067
Ликская обсерватория, Lick Obs.	гора Гамильтон, Калифорния	37 21	–121 38	1290
Обс. Маунт-Вилсон, Mount Wilson Obs.	Пасадена, Калифорния	34 13	–118 04	1742
	гора Паломар, Калифорния	33 21	–116 52	1706
Морская обс. США, U.S. Naval Obs.	г. Вашингтон	38 55	–77 04	92
Обс. Мауна-Кеа, Mauna Kea Obs.	о. Гавайи	19 49	–155 28	4214
Обс. Алачи-Поинт, Apache Point Obs.	Санспот, Нью Мексико	32 47	–105 49	2781
Обс. Мак-Дональд, McDonald Obs.	Форт Дэвис, Техас	30 40	–104 01	2075

искажений. Разумеется, система должна «знать», какой должна быть форма неискаженного изображения; например, звезда должна быть точкой. Устройством для исправления может быть, например, гибкая отражающая поверхность, специально деформируемая в такой степени и с такой скоростью, чтобы компенсировать атмосферные искажения. Адаптивные системы заметно улучшают качество изображения, но могут применяться не при всех видах наблюдений.

Обширные данные об астрономических обсерваториях, институтах, исследовательских группах и факультетах университетов собраны на странице

[http://www.ast.cam.ac.uk/astroweb/yp\\_dept.html](http://www.ast.cam.ac.uk/astroweb/yp_dept.html).

## Литература

- Вавилов С. И.* Глаз и Солнце. — М.: Наука, 1976.
- Вокулёр Ж.* Астрономическая фотография. — М.: Наука, 1975.
- Вокулёр Ж., Тексеро Ж.* Фотографирование небесных тел. — М.: Наука, 1967.
- Димитров Г., Бэкер Д.* Телескопы и принадлежности к ним. М.-Л.: Гостехиздат, 1947.
- Кутто П.* Наблюдения визуально-двойных звезд. — М.: Мир, 1981.
- Максutow Д. Д.* Астрономическая оптика. 2-е изд., — М.: Наука, 1979.
- Мартынов Д. Я.* Курс практической астрофизики. — М.: Наука, 1977.
- Миннарт М.* Свет и цвет в природе. — М.: Наука, 1969.
- Михельсон Н. Н.* Оптические телескопы: теория и конструкция. — М.: Наука, 1976.
- Навашин М. С.* Телескоп астронома-любителя. — М.: Наука, 1979.
- Оптические и инфракрасные телескопы 90-х годов. — М.: Мир, 1983.
- Пономарев Д. Н.* Астрономические обсерватории Советского Союза. — М.: Наука, 1987.
- Попов Г. М.* Современная астрономическая оптика. — М.: Наука, 1988.
- Пэдхем Ч., Сондерс Дж.* Восприятия света и цвета. — М.: Мир, 1978.
- Роуз А.* Зрение человека и электронное зрение. — М.: Мир, 1977.
- Сикорук Л. Л.* Телескопы для любителей астрономии. — М.: Наука, 1982.
- Современные телескопы. — М.: Мир, 1984.
- Сурдин В. Г.* Эволюция телескопа // Наука и жизнь, 1994, № 11.
- Сурдин В. Г.* Оптические телескопы: рывок в будущее // Природа, 1997, № 3.
- Сурдин В. Г.* Конец эпохи фотографии? // Природа, 1999, № 11.

---

*Уокер Г.* Астрономические наблюдения. — М.: Мир. 1990.

*Щеглов П. В.* Проблемы оптической астрономии. — М.: Наука, 1980.

*Эклз М., Сим Э., Триттон К.* Детекторы слабого излучения в астрономии. — М.: Мир, 1986.

Сайт «Крупнейшие телескопы мира» —  
<http://www.seds.org/billa/bigeyes.html>

## Глава 3

# СОВРЕМЕННЫЕ ОПТИЧЕСКИЕ ТЕЛЕСКОПЫ

*В. Ю. Теребиж*

### § 3.1. Введение

Когда говорят об отличительных чертах современных телескопов, обычно имеют в виду, что их размеры существенно превосходят прежние достижения, еще недавно считавшиеся близкими к предельным. Рефлектор «Хейл» (G. E. Hale 200-inch telescope) диаметром 5 м, сооруженный в 1948 г., более четверти столетия оставался крупнейшим телескопом, пока на Кавказе не установили 6-м рефлектор БТА. Изготовление каждого из них заняло десятилетия и потребовало столь значительных усилий и расходов, что, казалось, апертура телескопов не скоро будет заметно увеличена. Но к началу 2008 г. БТА занимал уже место в конце второй десятки инструментов, ранжированных по диаметру апертуры, а на первых местах оказались инструменты почти вдвое большего диаметра...

Столь быстрое развитие было трудно предвидеть в 1970-е гг. Отчасти здесь сказалась обычная недооценка скорости технического прогресса. Так, характеризуя состояние телескопостроения в конце XIX столетия, Агнеса Кларк (1913) писала о кассегреновском рефлекторе Томаса Грэбба диаметром 1,22 м: «Можно сомневаться, будет ли когда-нибудь еще построено такое же большое зеркало». Более важным представляется тот факт, что строительство больших телескопов и опыт работы с ними выявили трудности порогового характера. Например, главное зеркало с классическим отношением диаметра к толщине (*aspect ratio*) порядка 8 оказывается столь массивным, что становится весьма острой проблема его тепловой инерции. Другая проблема — компенсация атмосферных искажений приходящего от объекта волнового фронта, величина которых на большой апертуре достигает нескольких длин волн.

Однако не только — и не столько — размеры отличают нынешние телескопы от инструментов предыдущих поколений: но-

вые телескопы обеспечивают гораздо лучшее качество изображений даже при обычных наблюдениях, не связанных с коррекцией влияния атмосферной турбулентности. Если раньше считались хорошими изображения звезд диаметром порядка одной — полутора угловых секунд ( $1,0''$ – $1,5''$ ), то теперь таковыми признают изображения размером около  $0,5''$ . Последующее использование систем адаптивной оптики позволяет преодолеть «атмосферный барьер» качества изображений, приблизив последнее к дифракционному пределу.

Какие же причины обусловили резкий подъем эффективности оптических телескопов в течение последних трех десятилетий? Как это обычно бывает, причины многообразны; определяющим фактором следует считать общее развитие технологии, которое включает в себя:

- способы отливки крупных однородных заготовок оптического стекла с пренебрежимо малым коэффициентом теплового расширения;
- методы полировки светосильных оптических поверхностей сложной формы при помощи станков с компьютерным управлением;
- оперативный контроль качества зеркал в процессе их изготовления;
- методику изготовления тонких и сегментированных зеркал большого размера;
- реализацию процедур *активной оптики*, позволяющих корректировать изменения параметров оптической системы и окружающего ее подкупольного пространства с характерным временем от нескольких часов до секунд;
- разработку систем *адаптивной оптики*, компенсирующих атмосферные искажения волнового фронта в диапазоне частот вплоть до нескольких кГц;
- существенное развитие компьютерных программ расчета оптики и программ, позволяющих моделировать форму зеркал и конструкций в поле тяжести;
- внедрение многоканальных фотоэлектронных приемников излучения с квантовым выходом, близким к теоретическому пределу;
- новые методы получения и анализа информации, связанные с применением компьютеров.

Взятые в совокупности, эти достижения радикально изменили вид списка крупнейших телескопов мира (см. в конце главы). Четверть века назад создание рефлекторов диаметром 8–10 метров было невозможным ни в техническом, ни в финансовом

отношении. Сейчас работают полтора десятка инструментов диаметром более 8 м, обсуждаются вполне реалистические проекты создания телескопов диаметром 25–40 метров, а в перспективе намечается строительство 100-метрового рефлектора.

Известно, что схема проектируемого телескопа во многом зависит от поставленных наблюдательных задач и свойств приемника излучения. Краткость этого очерка вынуждает нас только вскользь затронуть соответствующие вопросы. Нам пришлось оставить в стороне некоторые интересные системы и проекты, а также свести к минимуму количество фотографий — сейчас их нетрудно найти в Интернете. Мы стремились по возможности более отчетливо показать преемственность идей, определяющих развитие телескопостроения, ибо *«...лишь идеи делают экспериментатора — физиком, хронолога — историком, исследователя рукописей — филологом»* (Макс Планк).

Обстоятельное изложение теории телескопов и сопутствующих вопросов можно найти в книгах Данжона и Куде (1935), Максутова (1946, 1984), Михельсона (1976), Вилсона (1996, 1999), Рэттена и ван Венруйжа (1999). Элегантный подход к астрономической оптике излагается в монографии Шредера (2000), которая включает в себя описание наиболее важных приборов к телескопам и приемников света. Очерки Герцбергера (1966), Кинга (1979), Мюрсеппа и Вейсманна (1984), Шарова и Новикова (1989), а также упомянутые выше книги Вилсона содержат интересную информацию исторического характера.

### § 3.2. Качество изображений

Для дальнейшего нам следует выбрать величину, которая характеризует качество изображения, даваемого телескопом. Конечно, с помощью единственного параметра можно лишь приблизительно описать столь сложное понятие, как *качество изображения*, но для наших целей этого достаточно.

Предположим, что вне земной атмосферы в узком спектральном диапазоне вблизи длины волны  $\lambda$  наблюдается источник света пренебрежимо малого углового размера (*точечный*). Как известно, распространение света представляет собой волновой процесс, и формирование изображения обусловлено дифракцией света на апертуре телескопа: яркость изображения в какой-либо точке зависит от распределения фаз приходящих в нее волн.

Вообще говоря, телескопом могло бы служить и свободное отверстие в непрозрачном экране; как указал лорд Рэлей, тогда дифракционное изображение точечного источника будет сформир-



ровано очень далеко от экрана: при диаметре отверстия  $D$  — на удалении  $z_d = D^2/4\lambda$ , когда разница расстояний точки наблюдения от края и от центра апертуры уменьшается до  $\lambda/2$ . Величина  $z_d$  называется *дифракционной длиной*, на этом удалении от экрана в пределах кругового отверстия помещается только одна зона Френеля.

Введением оптических элементов — линз и зеркал — мы приближаем дифракционное изображение к апертуре и делаем его соответственно меньше. Если оптические элементы идеальны, т. е. сохраняют сферическую форму выходящей из телескопа волны, то изображение представляет собой картину Эри (рис. 3.1). Она состоит из центрального пика — диска Эри — и окружающих его колец постепенно уменьшающейся интенсивности. Диск Эри содержит примерно 84 % суммарного потока, первое кольцо — около 7 %, второе — около 3 %, так что глаз в лучшем случае обнаружит не более нескольких первых колец.

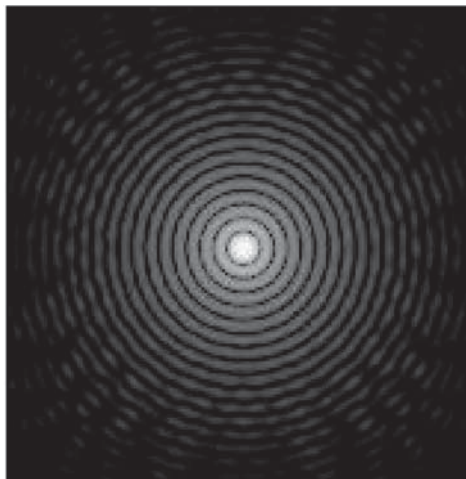


Рис. 3.1. Дифракционное изображение (в логарифмической шкале яркостей) точечного источника света с длиной волны 0,5 мкм, построенное телескопом диаметром 10 м с фокусным расстоянием 20 м. Диаметр центрального яркого пика (диска Эри) равен 2,5 мкм  $\simeq 0,025''$

Независимо от того, является телескоп совершенным или нет, удобно характеризовать качество изображения величиной диаметра круга, в пределах которого сосредоточено, скажем, 80 % энергии в изображении точечного источника света. Обозначим этот диаметр через  $\Delta_{80}$  и будем измерять его в секундах дуги ( $''$ ). Для телескопа с идеальной оптикой, работающего за пределом

атмосферы,

$$\Delta_{80}'' \simeq \frac{\lambda_{\mu m}}{2D_m}, \quad (1)$$

где длина волны света — в микронах (мкм,  $\mu m$ ), а диаметр апертуры — в метрах.

Иногда качество оптики характеризуют шириной изображения точечного источника света на уровне половинной яркости — Full Width Half Maximum (*FWHM*). Значение *FWHM* измерить проще, чем  $\Delta_{80}$ , но в оптическом контексте параметр  $\Delta_{80}$  более информативен. В случае дифракционного изображения  $\Delta_{80} \simeq 1,74 \times FWHM$ ; если профиль изображения описывается гауссовской кривой, то  $\Delta_{80} \simeq 1,52 \times FWHM$ .

Раньше вместо слов «точечный источник света» можно было сказать «звезда», но угловое разрешение современных телескопов позволяет выявить и диски некоторых звезд. Согласно формуле (1), в видимом диапазоне длин волн ( $\lambda \simeq 0,5$  мкм) угловое разрешение космического телескопа «Хаббл» (Hubble Space Telescope, HST) диаметром 2,4 м достигает  $0,1''$ , а идеальный 10-м телескоп способен построить изображение точечного источника света диаметром около  $0,025''$ , что вдвое меньше углового диаметра одной из ярчайших звезд неба — Бетельгейзе. При наблюдениях с поверхности Земли без коррекции волнового фронта турбулентность воздуха размывает изображения звезд, так что  $\Delta_{80} > 0,4''$ .

Если оптика телескопа несовершенна (как говорят, вносит *абберации* в световую волну), то изображение точечного источника чаще всего имеет неправильную форму, а величина  $\Delta_{80}$  больше дифракционного значения (1). В тех случаях, когда изображение точечного источника света пренебрежимо мало отличается от картины Эри, говорят о *дифракционном качестве изображений*, даваемых оптической системой.

Добавим еще, что в осесимметричных зеркальных системах обычно имеет место центральное экранирование света. В двухзеркальном телескопе оно вызвано вторичным зеркалом. Отношение  $\eta$  диаметров экранирующего элемента и свободного отверстия телескопа называют *коэффициентом центрального экранирования*. Наблюдатели планет знают, что с повышением  $\eta$  видимость мелких деталей ухудшается; особенно быстро разрешение падает при  $\eta > 0,3$ . Это вызвано перераспределением светового потока между центральным пиком и вторичными максимумами в дифракционной картине: по мере увеличения

$\eta$  энергия все более «перетекает» из основного максимума во вторичные.

Приведем два примера, характеризующих качество изображений в современных наземных телескопах. Каждый из двух 10-м рефлекторов «Кек» строит изображения размером  $\Delta_{80} \simeq 0,4''$ . Активная оптическая система телескопа NTT диаметром 3,5 м Европейской южной обсерватории (ESO) обеспечивает  $\Delta_{80} \leq 0,40''$ , когда корректируются только дефокусировка и наклоны волнового фронта, и  $\Delta_{80} \leq 0,15''$ , когда корректируются все аберрации третьего порядка. Если при наблюдениях с этими телескопами не используются системы адаптивной оптики, то реальное качество изображений определяется земной атмосферой. Адаптивная оптика позволяет преодолеть «атмосферный барьер» качества изображений.

### § 3.3. Системы телескопов

Возможно, прогресс в области, связанной с разработкой новых систем телескопов, выглядит не столь впечатляюще, как радикальное изменение технологии. Но современные оптики не менее изобретательны, чем их предшественники. Дело в том, что простые двухзеркальные, трехзеркальные и базовые катадиоптрические<sup>1)</sup> системы уже подробно изучены аналитически. Что касается двухзеркальных телескопов, то их теория в главных чертах была создана в первой трети XX века трудами Карла Шварцшильда, Анри Кретьена и Дмитрия МаксUTOва. Напомним, что независимо от других исследователей Д. Д. МаксUTOв построил в 1923–24 гг. теорию предфокального апланата 3-го порядка (системы Ричи–Кретьена), изучил двухзеркальную схему со сферическим вторичным зеркалом (позднее названную системой Долла–Киркэма) и предложил апланатическую зафокальную систему (Грегори-апланат). Исследования МаксUTOва были опубликованы только в 1932 г. Под базовыми катадиоптрическими системами мы подразумеваем схемы Шмидта (1930 г.), МаксUTOва (1941 г.) и Рихтера–Слефогта (1941 г.). Наконец, среди трехзеркальных систем в один ряд с классическими телескопами можно поставить анастигмат Корша (1972, 1991).

В табл. 3.1 дана упрощенная классификация телескопов, достаточная для целей нашего очерка. Краткая характеристика исходных схем представляется совершенно необходимой для по-

---

<sup>1)</sup> Катадиоптрическими называются оптические системы, в которых сопоставимую роль играют как линзы, так и зеркала.

Таблица 3.1. Основные типы телескопов

**Рефракторы**

Линзовый объектив

Медиал Шупмана

**Рефлекторы**

Однозеркальные

Двухзеркальные

Кассегрена

Классическая система

Мерсенна

Ричи–Кретьена

Долла–Киркэма

Прессмана–Камишеля

Грегори

Классическая система

Мерсенна

Грегори-апланат

Зеркальный Шмидта

Апланаты Шварцшильда

Трехзеркальные

Осевые системы с частичным исправлением аберраций

Анастигмат Корша

Внеосевые системы

Многозеркальные телескопы

**Катадиоптрические телескопы**

Однозеркальные

Шмидта

Максутова

Рихтера–Слефогта

Корректор в прямом фокусе

Двухзеркальные

Квази Ричи–Кретьена

Трехзеркальные

Мерсенна–Пола с линзовым корректором

**Оптические интерферометры**

нимания новых разработок. Например, многообещающий проект широкоугольного телескопа LSST (Large Synoptic Survey Telescope) с главным зеркалом диаметром 8,4 м сочетает в себе зеркальный вариант камеры Шмидта с линзовым корректором вблизи фокуса.

Сейчас телескопы стали сложными системами, которые трудно отнести к какому-либо «чистому» виду. Как правило, крупная зеркальная оптика рассчитывается совместно с линзовыми или зеркальными устройствами меньшего размера — корректорами поля, редукторами фокусного расстояния, адаптивными системами, а нередко и вместе с навесными приборами. Вследствие этого затруднительно указать простую и одновременно исчерпывающую классификацию телескопов, достаточно полная картина по необходимости будет многопараметрической. Мы выбрали в качестве ведущего параметра классификации угловой диаметр поля зрения телескопа  $2w$ . Именно, если диаметр поля зрения субсекундного качества не превосходит  $1^\circ$ , то будем относить систему к классу *телескопов с умеренным полем зрения*, а в противном случае — к классу *широкоугольных (обзорных) телескопов*.

Хотя этот очерк посвящен современным телескопам, немалое место в нем занимает обсуждение классических систем. Оправданием такого подхода могут служить замечательные слова Макса Герцбергера (1966): «Если бы я был наделен властью диктатора, я бы обязал всякого претендента на звание в какой-либо научной дисциплине знать ее историю и прочитать относящиеся к ней классические статьи. Историческое знание важно по той причине, что оно стимулирует творческое мышление. Человек, который впервые столкнулся с идеей, пытаясь найти закон, смотрит на ситуацию иными глазами, чем мы, принимающие закон как нечто само собой разумеющееся. Он рассматривал альтернативы закону и различные его интерпретации, и некоторые из этих альтернатив и интерпретаций еще могут быть стимулирующими и заслуживающими обдумывания».

### § 3.4. Рефрактор

Классическая теория рефракторов остается не только важной, но и весьма привлекательной дисциплиной. Она содержит немало красивых идей, начиная со способа ахроматизации объективов, предложенного Честером Холлом (1733 г.) и Леонардом Эйлером (1747 г.). Своеобразна идея Шупмана (1899 г.) компенсировать хроматизм объектива в виде одиночной линзы путем оптического сопряжения его с небольшим зеркалом Манжена (см. Дэли (1984)). Ясное изложение принципов построения рефракторов, как, впрочем, и многих других вопросов, связанных с телескопами, можно найти в книге Димитрова и Бэкера (1945); практические достижения в разработке больших астрономиче-

ских рефракторов описаны Бэкером (1963); современное обсуждение этой области с большим числом примеров содержит обзор Сераджоли (2003).

Объективы наибольших рефракторов лишь ненамного превосходят 1 метр: линзы большего диаметра уже заметно прогибаются под собственным весом: в отличие от зеркал, линзы нельзя разгрузить по всей поверхности. Это обстоятельство и ограничивает роль рефракторов в наши дни.

Долгое время исключение составляли визуальные наблюдения с рефракторами диаметром 20–30 см: они обеспечивали наилучшее разрешение при изучении планет. Превосходство рефракторов в этой задаче было обусловлено несколькими причинами. Прежде всего, волнение земной атмосферы искажает приходящий от удаленной звезды плоский волновой фронт таким образом, что свою исходную форму сохраняют участки фронта размером не более 10–20 см. При наблюдениях с хорошим объективом близкого диаметра изображение объекта непрерывно смещается в фокальной плоскости вследствие изменений наклона плоских фрагментов волнового фронта, но качество мгновенного изображения остается дифракционным. Если бы изображение регистрировалось фотопластинкой, то за долгую экспозицию его мелкие детали оказались размытыми. Между тем система глаз + мозг человека привычно фильтрует случайные колебания изображения как целого, выделяя его мелкомасштабную структуру. Вторая причина обусловлена тем, что сферические поверхности линз, как правило, получаются более гладкими, чем асферические поверхности зеркал. Этот фактор очень сильно сказывается на видимости мелких деталей, тем более, что допуски на ошибки изготовления поверхностей линз сравнительно мягче. В-третьих, в рефракторах отсутствует центральное экранирование света, негативную роль которого мы отмечали выше. Наконец, в закрытой трубе рефрактора с удаленным от ее стенок световым пучком гораздо слабее сказывается температурная конвекция воздуха.

Напротив, апертура большого рефлектора принимает хаотично искривленный атмосферой волновой фронт, так что изображение объекта не столько смещается как целое, но в большей степени «расплывается». Как следствие, большие наземные рефлекторы раньше не могли реализовать свои возможности в отношении углового разрешения. Современные многоканальные приемники света с квантовым выходом, близким к предельно возможному, регистрируют картину с малым временем экспозиции, в течение которого крупномасштабные движения воздуха

сказываются не столь заметно, а системы адаптивной оптики, о которых речь впереди, позволяют восстановить исходную форму волнового фронта. Таким образом, и здесь пальма первенства перешла к рефлекторам.

### § 3.5. Рефлекторы с малым и умеренным полем зрения

В конце этого очерка приведен список, включающий 50 оптических звездных телескопов, которые к началу 2007 г. были крупнейшими в мире. Эффективные диаметры этих телескопов занимают интервал от 2,33 м до 10 м. Будем пока считать телескопы независимыми, оставляя без внимания их возможное объединение в интерферометрическую сеть. Рисунок 3.2 показывает распределение диаметров апертуры и отвечающие ему значения суммарной площади зеркал в пределах каждого интервала значений  $D$ .

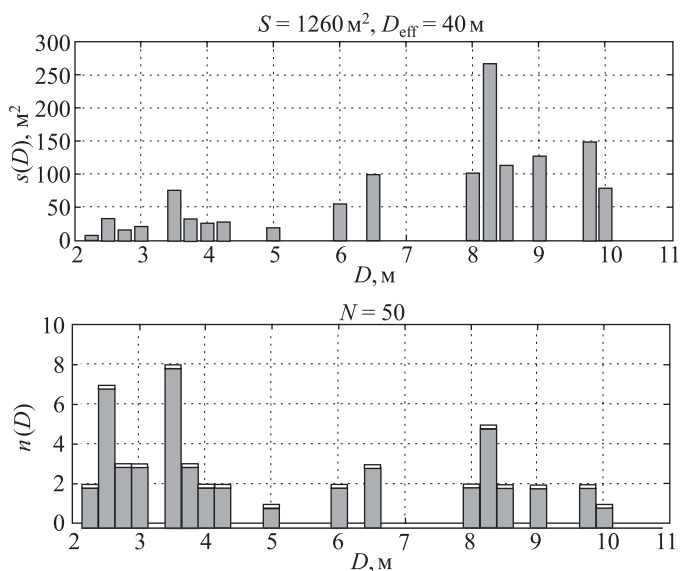


Рис. 3.2. Внизу — распределение телескопов по диаметру апертуры  $D$  (м), сверху — соответствующие значения суммарной площади апертуры ( $\text{m}^2$ )

Наибольшим одиночным рефлектором является Gran Telescopio Canarias (GTC) диаметром 10,4 м (эффективная апертура — 10 м); его главное зеркало составлено из 36 гексагональных элементов поперечником 1,9 м в наиболее широкой части. При



разработке ГТС использован опыт двух его предшественников — телескопов «Кек», зеркала которых диаметром 9,8 м состоят из аналогичных элементов размером 1,8 м (см. разд. 9.2).

Сведения, представленные в верхней части рис. 2, полезны при обсуждении задач, эффективность которых определяется преимущественно суммарным количеством зарегистрированных фотонов. Это распределение характеризуется максимумом в области  $D \simeq 8$  м: меньшие телескопы, несмотря на их многочисленность, вносят сравнительно небольшой вклад, тогда как больших телескопов еще мало.

Интересно отметить, что суммарная площадь зеркал 50 крупнейших современных телескопов соответствует одному зеркалу диаметром лишь около 40 м. На этот факт можно опираться при аргументации в пользу строительства телескопов диаметром порядка 25 м и выше.

### 3.5.1. Однозеркальный телескоп

Проще всего было бы проводить наблюдения в фокусе столь большого одиночного зеркала, что становится несущественным экранирование света наблюдателем или навесным прибором. Решающий недостаток такой системы заключается в том, что однозеркальный телескоп обладает очень малым полем зрения.

Еще в XIII в. Роджер Бэкон обнаружил, что при отражении параллельного пучка света сферическим зеркалом лучи от краевой зоны зеркала сходятся к точке, расположенной ближе к зеркалу, чем точка, образованная лучами из центральной области. Другими словами, фокусные расстояния различных зон сферического зеркала заметно отличаются друг от друга. Это явление, присущее не только сферическому зеркалу, назвали *сферической аберрацией*. Около 1270 г. польский математик Вителло, живший тогда в Италии, показал, что резкое изображение звезды на оптической оси можно получить с помощью параболоида вращения. Внеосевые изображения остаются отягченными комой, астигматизмом и другими аберрациями. Например, угловое поле зрения  $2w$ , в пределах которого диаметр звездных изображений  $\Delta_{80}$  не превосходит  $1''$ , для параболоидального зеркала диаметром  $D = 3$  м и фокусным расстоянием  $F = 6$  м составляет лишь около одной минуты дуги. Этот пример иллюстрирует рис. 3.3, на котором показаны *точечные диаграммы* — картины пересечения поверхности изображений воображаемыми световыми лучами, идущими от звезды. Даже в столь малом поле зрения кома придает изображениям характерный вид, схожий с парашютом. Преобразование формулы Боуэна (1967) к принятой здесь харак-

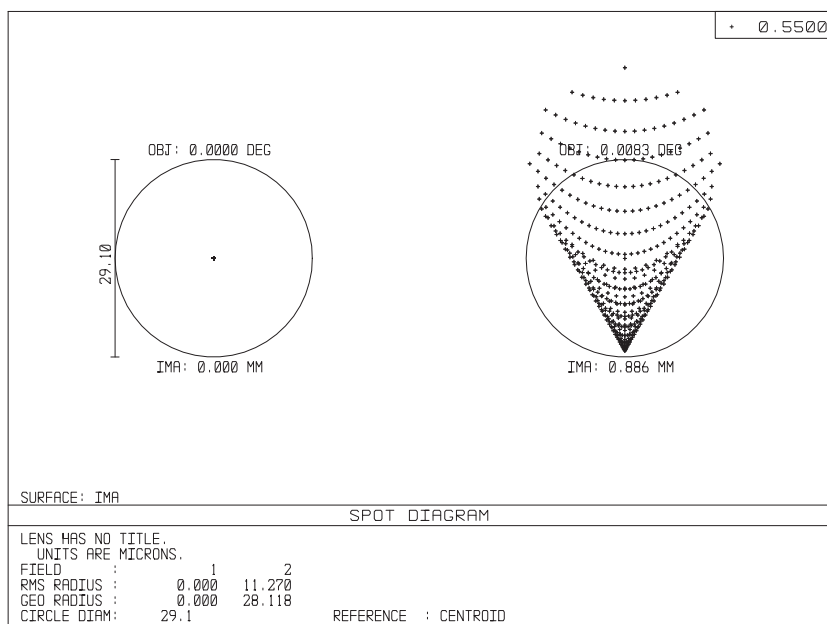


Рис. 3.3. Изображения звезды, построенные параболоидом диаметром 3 м и фокусным расстоянием 6 м. Слева — на оптической оси, справа — на угловом расстоянии  $0,5'$  от оси. Диаметр окружности 29,1 мкм соответствует  $1''$  дуги

теристике качества изображения дает для диаметра поля зрения параболоида следующее выражение:

$$2w' \simeq 0.276 \Delta_{80}'' \phi^2, \quad (2)$$

где угол  $w$  выражен в минутах дуги,  $\Delta_{80}''$  — размер пятна комы на краю поля зрения, выраженный в угловых секундах, а  $\phi \equiv F/D$  — *фокальное отношение*. (В технической литературе для фокального отношения часто используется термин *f-number*.) В приведенном выше примере  $\phi = 2$ , так что ожидаемый согласно (2) диаметр поля субсекундных изображений (т. е. при  $\Delta_{80}'' = 1$ ) равен  $1,1'$ ; то же значение дают и точные расчеты (рис. 3.3). Как видно из формулы (2), поле зрения быстро растет с уменьшением светосилы телескопа; скажем, при  $\phi = 10$  мы имеем достаточно широкое поле диаметром  $28'$ , в пределах которого  $\Delta_{80}'' \leq 1''$ . Но длина телескопа с большим одиночным зеркалом была бы неприемлемо велика.

Для расширения поля зрения в фокусе одиночного зеркала располагают *корректор поля*. Если он состоит из линз, то весь

телескоп, строго говоря, следует отнести к катадиоптрическим системам, а если корректор выполнен из зеркал, то — к многозеркальным системам. Примерами последних могут служить почти идентичные телескопы HET (Hobby-Eberly Telescope) и SALT (Southern-African Large Telescope) с апертурой 9,2 м.

Заканчивая обсуждение однозеркальных телескопов, приведем выдержку из книги Сибрука (1945), которая может служить хорошей иллюстрацией опасностей, сопряженных с долговременными прогнозами: «Изобретенный Вудом так называемый ртутный телескоп — вращающийся плоский сосуд с ртутью на дне колодца — был одним из самых бесполезных и сенсационных его произведений». Ныне работают несколько инструментов этого типа, наибольшие из них — 6-м (!) телескоп LZT (Мэйпл Ридж, Канада) и 3-м телескоп NODO (Нью Мексико, США). Оба снабжены корректорами поля, фокальное отношение  $\phi$  составляет, соответственно, 1,5 и 1,7.

### 3.5.2. Классический двухзеркальный телескоп

Основные схемы двухзеркального телескопа были предложены Никола Кассегреном (рис. 3.4) и Джеймсом Грегори (рис. 3.5) в XVII веке. В классических версиях этих систем главное зеркало представляет собой параболоид вращения. Изображение

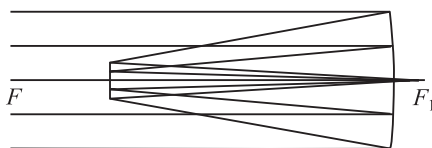


Рис. 3.4. Оптическая схема Кассегрена

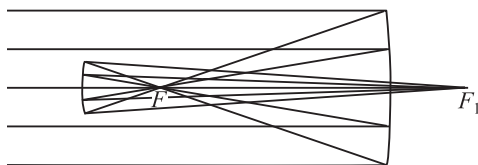


Рис. 3.5. Оптическая схема Грегори

бесконечно удаленной осевой точки, которое строит главное зеркало в своем фокусе  $F$ , переносится вторичным зеркалом в точку  $F_1$ . В системе Кассегрена вторичное зеркало расположено между главным зеркалом и его фокусом; для сохранения нулевой сферической aberrации поверхность этого зеркала должна иметь

форму выпуклого гиперboloида, фокус которого совмещен с  $F$ . В системе Грегори вторичное зеркало расположено за первичным фокусом  $F$ ; придавая этому зеркалу форму вогнутого эллипсоида с фокусами в точках  $F$  и  $F_1$ , мы по-прежнему будем иметь резкое изображение на оптической оси.

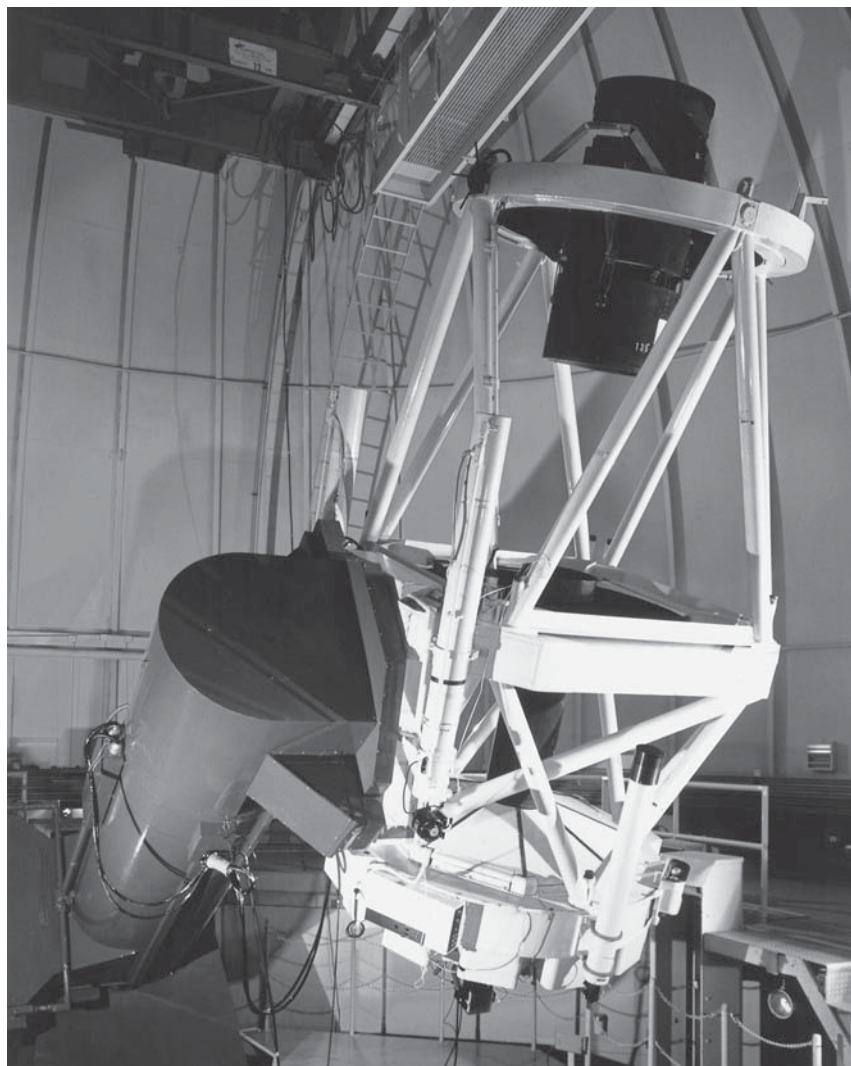


Рис. 3.6. 1,5-м кассегреновский рефлектор обсерватории Серро Тололо. Телескопы такого типа и размера широко распространены

Схема Кассегрена более компактна, а потому в прошлом она чаще использовалась в звездных телескопах (рис. 3.6). Схему Грегори применяли, например, в телескопах для наблюдения Солнца, поскольку в первичном фокусе нетрудно выделить нужный участок изображения и отвести в сторону остальной яркий поток света. В больших современных телескопах схема Грегори применяется, пожалуй, даже чаще, чем схема Кассегрена. Дело в том, что при светосильном главном зеркале с  $\phi \simeq 1$  система Грегори остается достаточно компактной, и тогда на первый план выступают ее достоинства: простота изготовления вогнутого вторичного зеркала и тот факт, что выходной зрачок этой

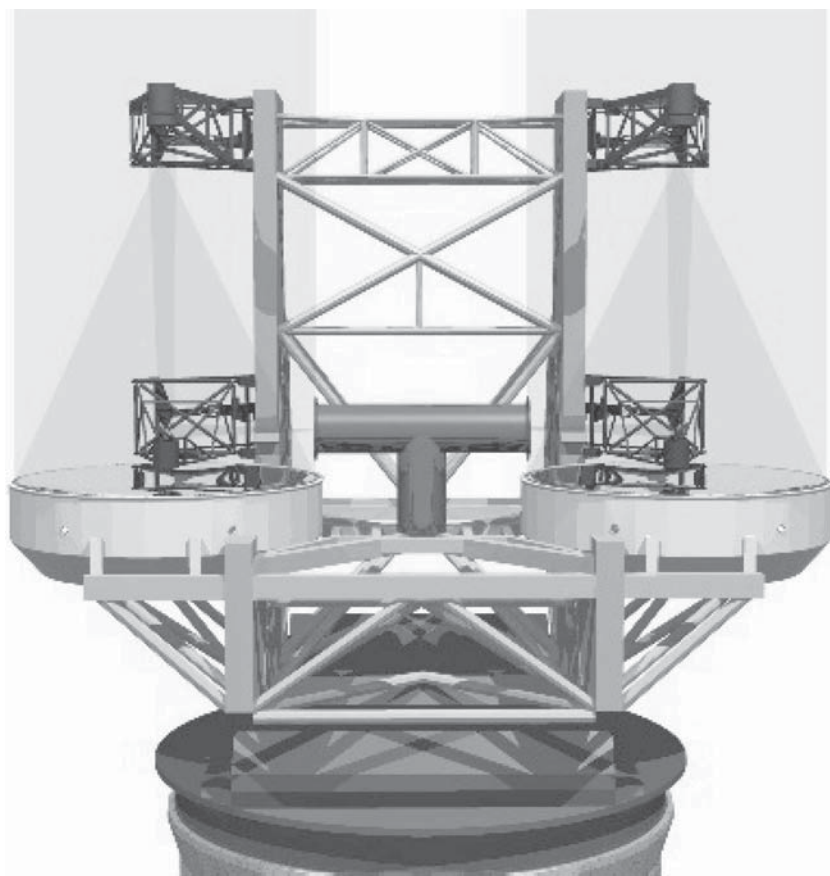


Рис. 3.7. Большой бинокулярный телескоп (ЛВТ), Маунт-Грэхем, Аризона.  
Диаметр каждого из зеркал 8,4 м

системы действительный. Напомним, что в рефлекторах световой пучок обычно ограничивается оправой главного зеркала, играющей роль *входного зрачка*. Его изображение, построенное последующей оптической системой, называют *выходным зрачком*. В двухзеркальной системе выходной зрачок строится вторичным зеркалом. Если оно выпуклое, как в системе Кассегрена, то выходной зрачок — мнимый, он расположен, по ходу лучей от объекта, не доходя до вторичного зеркала. Вогнутое вторичное зеркало в системе Грегори строит действительное изображение входного зрачка вблизи первичного фокуса.

Если нужно получить параллельный выходной пучок света, т. е. удалить вторичный фокус  $F_1$  в бесконечность, то поверхности вторичного зеркала придают форму параболоида, выпуклого — в системе Кассегрена и вогнутого — в системе Грегори. Обе этих версии составляют систему Мерсенна, которую можно рассматривать как предварительный компрессор светового пучка, идущего от объекта.

Классические системы Кассегрена и Грегори устраняют только сферическую аберрацию. Внеосевые аберрации, и прежде всего — кома, портят изображения уже при небольших полевых углах. Обычно диаметр поля зрения классических телескопов, в пределах которого  $\Delta_{80} \leq 1''$ , составляет несколько угловых минут.

Одна из отличительных черт современного подхода заключается в более широком использовании классических систем, снабженных корректорами поля. Так, 9,8-м главные зеркала телескопов «Кек» имеют параболическую форму; телескопы диаметром 8,4 м, составляющие LBT (Large Binocular Telescope, рис. 3.7), и 6,5-м телескопы, составляющие аналогичную пару Magellan, выполнены по схеме Грегори. В основе этой тенденции лежат достижения технологии, позволяющие создавать и применять весьма светосильные главные зеркала с  $\phi \simeq 1,0\text{--}1,5$ .

### 3.5.3. Апланатический двухзеркальный телескоп

Классический двухзеркальный телескоп часто используют как универсальный инструмент, позволяющий проводить наблюдения в нескольких модах (оптических конфигурациях). Основная мода связана, конечно, с размещением приемника света во вторичном фокусе. Если удалить вторичное зеркало, то прибор (например, спектрограф) можно разместить непосредственно в фокусе параболического главного зеркала. Наконец, при необходимости обеспечить фокальное отношение  $\sim 30$ , нужное для

спектрографов высокого разрешения, можно дополнить комплект оптики альтернативным вторичным зеркалом.

Мы отмечали, что при наблюдениях в прямом фокусе поле зрения невелико, и для получения изображений участков неба в сходящийся к первичному фокусу световой пучок обычно помещают сложный линзовый корректор (пример на рис. 3.21). Ниже мы обсудим такие системы более подробно, а сейчас заметим, что если уж корректор поля в первичном фокусе неизбежен, то лучше придать главному зеркалу форму гиперboloида — при этом корректор получается более простым. Однако основное преимущество гиперboloида заключается в том, что появляется еще один свободный параметр — эксцентриситет главного зеркала. Варьируя его, удается так согласовать формы главного и вторичного зеркал, что в рамках теории аберраций третьего порядка не только сферическая аберрация, но и кома в касегреновском фокусе становится равной нулю. (Оптические системы с исправленными сферической аберрацией и комой называют *апланатами*. Если вдобавок исправлен астигматизм, то систему относят к классу *анастигматов*.) В результате мы приходим к двухзеркальному апланату Ричи–Кретьена (RC), в котором оба зеркала имеют форму гиперboloидов, а из аберраций третьего порядка остаются неисправленными астигматизм и кривизна поля.

Показанная на рис. 3.4 схема отвечает реальному телескопу — 4-м рефлектору обсерватории Китт-Пик (Mayall Reflector, Kitt Peak National Observatory), построенному по принципу Ричи–Кретьена при  $\phi = 9,0$ . Как видно из рис. 3.8, диаметр поля зрения, в пределах которого  $\Delta_{80}$  не превосходит  $1''$ , составляет около  $20'$  — типичное значение для RC-систем.

От чего зависит размер поля зрения системы Ричи–Кретьена? Аналитическое рассмотрение Данжона и Кудэ (1935), расчеты Ваймана и Корша (1974a,b), а также результаты нашего моделирования показывают, что при заданном качестве изображений  $\Delta_{80}$  на краю поля зрения, выраженном в угловых секундах, диаметр поля в минутах дуги для RC-систем

$$2w' \simeq 24\sqrt{q\phi\Delta_{80}''}, \quad (3)$$

где  $q$  — отношение расстояния между вторичным зеркалом и фокальной точкой к эквивалентному фокусному расстоянию телескопа. Обратим внимание, что поле медленно увеличивается по мере роста  $\phi$ , т. е. при уменьшении светосилы системы. Величина  $q$  сравнительно мало меняется от телескопа к телескопу, и



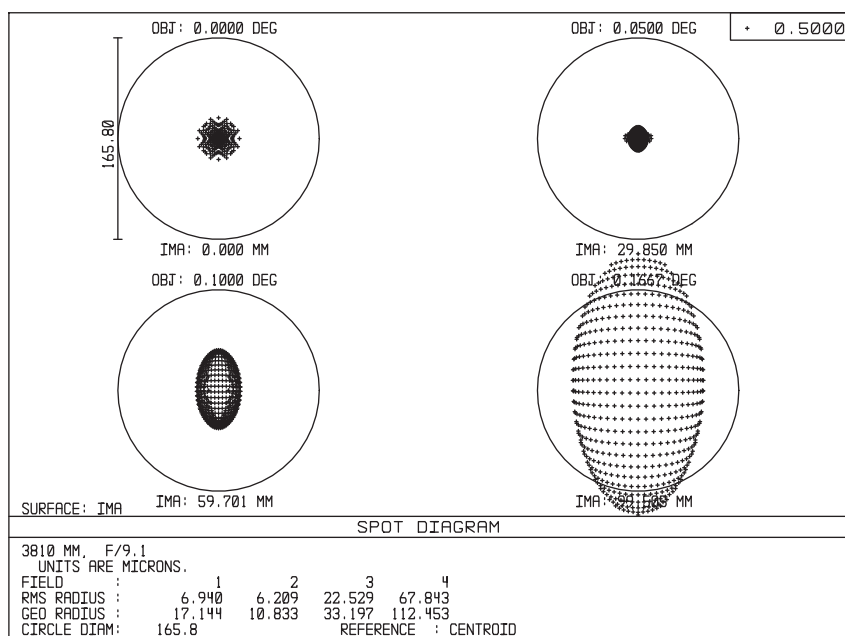


Рис. 3.8. Точечные диаграммы для кассегреновского фокуса 4-м телескопа Китт-Пик на оптической оси (вверху слева) и для угловых расстояний от оси  $3'$ ,  $6'$  и  $10'$ . Длина волны  $0,5$  мкм, диаметр кругов равен  $1'' \approx 165,8$  мкм, над каждым кругом указан полевой угол в градусах, под кругом — расстояние изображения от центра поля зрения в миллиметрах

для современных систем со светосильными главными зеркалами можно принять  $q = 0,25$ . Тогда для диаметра поля зрения субсекундного качества получаем простое выражение:  $2w' \approx 12\sqrt{\phi}$ . Например, при  $\phi = 9$  поле несколько больше полуградуса на искривленной поверхности изображений и около  $20'$  — на плоской.

Итак, деформация параболического главного зеркала в классическом телескопе Кассегрена приводит его к апланату Ричи-Кретьена. Аналогично устраняется кома третьего порядка и в классическом телескопе Грегори, но только главному зеркалу вместо гиперболической формы нужно придать форму эллипсоида вращения. Апланатическая система Грегори состоит из двух вогнутых эллипсоидов, что выгодно с практической точки зрения, поскольку при изготовлении эллипсоиды легко контролировать, помещая точечный источник света в один из фокусов.

Имея в виду апланатические в 3-м порядке системы, Максудов (1946) писал: «У апланатических зеркальных телескопов огромное будущее, так как только они позволят осуществить

сверхмощные и светосильные инструменты с полями первоклассных фотографических изображений, достаточными для практических целей». Мы увидим в разделе 3.5.7, что это предвидение оправдалось в полной мере: большинство современных крупных телескопов являются RC-системами.

К рассматриваемому классу систем примыкают не слишком светосильные двухзеркальные телескопы с простым линзовым корректором вблизи вторичного фокуса. Задача — расширить поле зрения и сделать его плоским, т. е. получить систему, близкую к анастигмату. Линзовый корректор можно присоединить

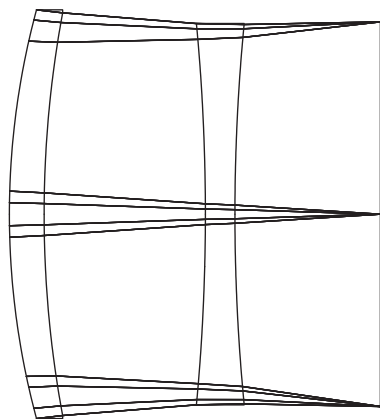


Рис. 3.9. Схема двухлинзового корректора поля в системе QRC

к системе Ричи–Кретьена, однако лучше совместно рассчитать всю систему, включая и зеркала. Тогда ее зеркальная часть, оставаясь сочетанием двух гиперболоидов, несколько отличается от RC-системы, а для корректора достаточно использовать пару линз со сферическими поверхностями, выполненными из одного сорта стекла. Такая схема носит название *квази RC-системы* (QRC).

На 3.9 в качестве примера показан двухлинзовый корректор QRC-системы с плоским полем диаметром  $1,0^\circ$  (расчеты автора). Фокальное отношение систе-

мы  $\phi = 8,0$ , изображения в интегральном свете с длинами волн  $0,5\text{--}0,9\text{ мкм}$  имеют дифракционное качество: диаметр круга Эри равен  $0,38''$  на длине волны  $0,6\text{ мкм}$ . В системах QRC можно добиться поля зрения дифракционного качества диаметром около полутора градусов.

#### 3.5.4. Иные двухзеркальные системы

Описанный выше принцип построения системы Ричи–Кретьена означает, что отступление формы зеркал от предвычисленных гиперболоидов приводит к появлению некоторой комбинации сферической аберрации и комы. Однако изготовить с нужной точностью большое асферическое зеркало, а тем более — выпуклое, столь трудно, что предпринимались попытки заменить одно из зеркал сферическим. Схему со сферическим главным зеркалом называют системой Прессмана–Камишеля, схему со

сферическим вторичным зеркалом — системой Долла–Киркэма (Рэттен и ван Венруйж, 1999). В системе Прессмана–Камишеля поверхность вторичного зеркала представляет собой часть эллипсоида вращения вблизи точки его пересечения с малой осью. В отечественной литературе это коническое сечение часто называют *сплюснутым сфероидом*. Термин нельзя признать удачным, лучшим представляется *сплюснутый эллипсоид* (oblate ellipsoid). В системе Долла–Киркэма главное зеркало — эллипсоид, что вполне приемлемо, однако кома существенно портит изображения даже по сравнению с классической системой Кассегрена.

Пояснения к указанной в таблице 3.1 системе типа *зеркальный Шмидт* будут даны в разд. 3.7.8. *Апланатами Шварцшильда* названы новые двухзеркальные системы, в которых поверхности зеркал отличны от конических сечений. Их форма подобрана так, чтобы исключить сферическую aberrацию и кому строго, а не только в приближении третьего порядка теории aberrаций, как это имеет место для рассмотренных выше двухзеркальных систем. Подробнее об апланатах Шварцшильда мы будем говорить в разд. 3.7.9.

### 3.5.5. Трехзеркальный анастигмат Корша

Для исправления астигматизма и кривизны поля, т.е. для создания системы с большим плоским полем зрения, в двухзеркальный телескоп приходится вводить дополнительные оптические элементы — линзы или зеркала. Если размеры этих элементов сравнительно невелики, так что их можно расположить вблизи первичного фокуса главного зеркала или перед вторичным фокусом двухзеркальной системы, то дополнительные элементы принято называть *корректорами поля*. В противном случае мы

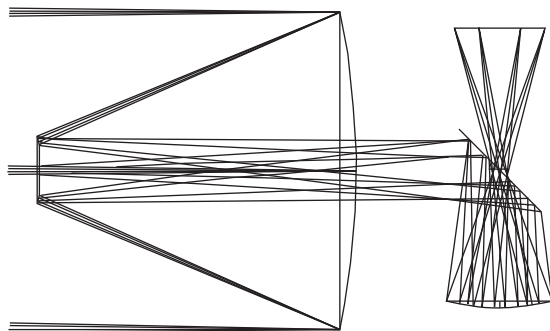


Рис. 3.10. Оптическая схема телескопа SNAP диаметром 2 м

переходим к специальным системам – катадиоптрическим либо многозеркальным.

Превосходным примером систем последнего типа является трехзеркальный телескоп Корша, в котором исправлены все аберрации третьего порядка. Базовая схема включает в себя три соосных асферических зеркала; для предотвращения виньетирования в систему обычно добавляют вспомогательное плоское зеркало, выносящее изображение в сторону. На рис. 3.10 показана схема телескопа SNAP (SuperNova/Acceleration Probe) диаметром 2 м, который предполагают поместить на космическую платформу. Диаметр плоского поля зрения дифракционного качества  $2w = 1,5^\circ$  (568 мм), центральная зона диаметром  $0,7^\circ$  полностью виньетирована. Фокальное отношение главного зеркала и всей системы равно, соответственно, 1,23 и 10,7. Именно высокая светосила главного зеркала позволяет сделать весь телескоп компактным.

### **3.5.6. Многозеркальные системы. Телескоп Хобби-Эберли**

Смысл наращивания числа зеркальных поверхностей в телескопе состоит в том, что при этом в игру вступают новые параметры (степени свободы), которыми можно распорядиться так, что устраняются аберрации все более высокого порядка (высокой пространственной частоты). В трехзеркальной системе Корша уже исправлены все аберрации 3-го порядка, однако ни форма поверхностей, ни их расположение не могут быть выбраны заранее — они определяются заданием общих характеристик системы, таких как относительное фокусное расстояние главного зеркала и всего телескопа. Между тем, нередко представляется желательным фиксировать конфигурацию телескопа или одну из поверхностей, и тогда нужное качество изображений достигается увеличением количества зеркал. Конечно, при этом повышаются потери света, обусловленные лишь частичным отражением от зеркал и виньетированием. Первый из этих факторов не представляет опасности ввиду высокой эффективности современных многослойных покрытий, но виньетирование в системах с большим количеством элементов ведет к заметному уменьшению поля зрения.

Подробное описание многозеркальных систем, обладающих умеренным полем зрения, дается в книгах Михельсона (1976) и Вилсона (1996). Практическая реализация многозеркальных систем большого размера пошла несколько в ином направлении. Дело в том, что для спектральных наблюдений достаточно поля

диаметром лишь в несколько угловых минут, а тогда форма большого главного зеркала может быть упрощена вплоть до сферы. Именно так сделаны упоминавшиеся выше телескопы HET и SALT с эффективной апертурой 9,2 м. Достижение даже столь малого поля зрения влечет за собой значительное усложнение формы корректора (рис. 3.11), однако с этим можно примириться

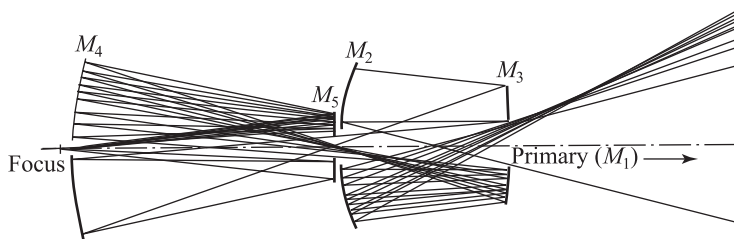


Рис. 3.11. Оптическая схема четырехзеркального корректора телескопа Хобби-Эберли

ввиду сравнительно небольших его размеров. Все же приходится признать, что с эстетической точки зрения схемные решения такого вида неудовлетворительны.

Телескоп HET обсерватории Мак-Дональд (США) предназначен, в основном, для проведения спектральных наблюдений отдельных объектов. Его сферическое главное зеркало размером  $10 \times 11$  м составлено из 91 сегмента поперечником 1 м. Каждый сегмент управляется тремя актюаторами (толкателями), в данном случае представляющими собой микрометры с обыкновенными моторами. Оптическая ось главного зеркала фиксирована на зенитном расстоянии  $35^\circ$ , телескоп вращается только по азимуту, но фокальный узел может наклоняться, «вырезая» из главного зеркала эффективную апертуру диаметром 9,2 м; при этом для наблюдений доступна область неба, площадь которой составляет 70 % от таковой для полноповоротного телескопа. Корректор поля в первичном фокусе выполнен из четырех зеркал (см. рис. 3.11), он обеспечивает поле зрения диаметром  $4'$  (50 мм). Слежение за объектом производится путем движения фокального узла, включающего в себя корректор поля и спектрограф низкого разрешения. Максимальное время сопровождения объекта — от 45 минут у экватора до 2,5 час у северной границы доступной области. К спектрографам высокого разрешения, размещенным под телескопом, свет передается волоконным кабелем. Решение важных наблюдательных задач достигается при поразительно

скромных затратах: стоимость телескопа (без приборов) составляет 13,5 млн долларов США.

### 3.5.7. Распределение крупных телескопов по типам

Сделанные нами краткие пояснения касательно исходных оптических систем рефлекторов позволяют понять особенности распределения типов телескопов с умеренным полем зрения. Приведенные на рис. 3.12 данные относятся к той же выборке, которая была использована при построении рис. 3.2.

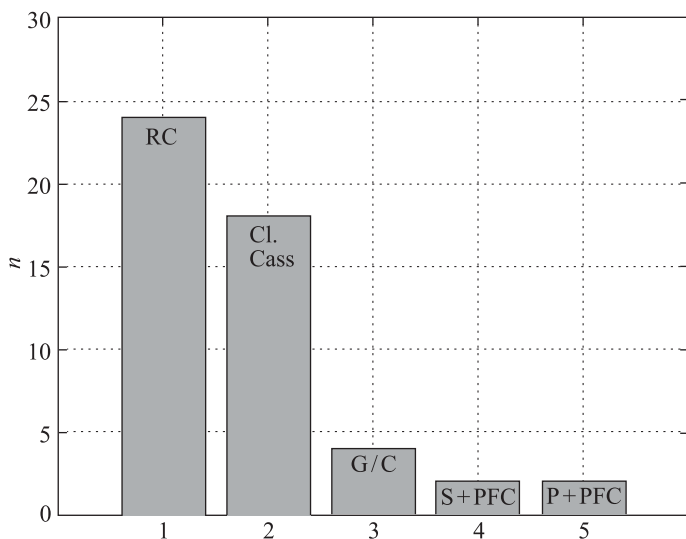


Рис. 3.12. Распределение типов крупных телескопов с умеренным полем зрения. 1) RC — система Ричи–Кретьена, 2) Cl. Cass — классическая система Кассегрена, 3) G/C — сочетание систем Грегори и Кассегрена, 4) S+PFC — сферическое главное зеркало с корректором в прямом фокусе, 5) P+PFC — ртутный параболоид с корректором в прямом фокусе

Доминирование систем Ричи–Кретьена понятно: они обладают более широким полем зрения по сравнению с классическими телескопами Кассегрена. Опасения, связанные с жесткими допусками для RC-систем, несколько замедлили их внедрение в середине XX в., но рост технологических возможностей привел в 1970–80-е годы к массовому строительству RC-телескопов диаметром 3–4 метра.

Для телескопов диаметром в десятки метров и для специализированных телескопов меньшего размера представляет интерес главное зеркало сферической формы (почти наверняка — мозаичное). Поле зрения нынешних больших телескопов со сфери-

ческим главным зеркалом составляет всего несколько угловых минут. Этого достаточно для проведения спектральных наблюдений отдельных объектов, однако для других работ требуется гораздо большее поле. Рост числа телескопов четвертой группы во многом зависит от того, будет ли рассчитан удачный корректор первичного фокуса к сферическому зеркалу.

## § 3.6. Оптические интерферометры

Для понимания темы, обсуждаемой в данном разделе, нам придется напомнить элементы волновой теории света. Общий анализ интерференции и приборов, основанных на этом явлении, дается в классической монографии Борна и Вольфа (1964). Современное руководство Ахманова и Никитина (1998) содержит ясное обсуждение проблемы когерентности светового поля с акцентом на физической сущности явлений; этому способствуют многочисленные примеры. С астрономическими приложениями интерферометрии можно ознакомиться по книге Токовина (1988) и обзорам Шао и Колавиты (1992), Квирренбаха (2001) и Монье (2003). Отметим также популярный очерк Фишера (1996).

### 3.6.1. Общие принципы

В § 2 утверждалось, что формирование изображений в оптической системе обусловлено дифракцией света на ее апертуре. Под этим понимается следующее. Согласно принципу Гюйгенса–Френеля, каждый элемент первичного волнового фронта, падающего на апертуру, служит источником вторичных волн сферической формы, а изображение образуется при интерференции этих волн. В этой связи возникает ряд вопросов, и прежде всего — какова физическая природа источника вторичных волн в открытой апертуре? Ведь там по определению нет движущихся зарядов! Оказывается, совместное действие первичного источника волн и индуцированного этим источником поля зарядов в непрозрачном экране, окружающем апертуру, с точностью до знака совпадает с амплитудой поля, обусловленного воображаемым участком экрана, заполняющим апертуру — «заглушки». При расчете интенсивности изображения это позволяет заменить первичный источник света и экран с отверстием одной лишь заглушкой. Анализ этого и связанных с ним вопросов дается в «Фейнмановских лекциях по физике» (Фейнман и др., 1963, гл. 31).



Второй вопрос касается понятий «интерференция» и «дифракция»: если изображение обусловлено *интерференцией* вторичных волн, то почему его называют *дифракционным*? За ответом лучше всего вновь обратиться к «Фейнмановским лекциям» (гл. 30): «До сих пор никому не удалось удовлетворительным образом определить разницу между дифракцией и интерференцией.

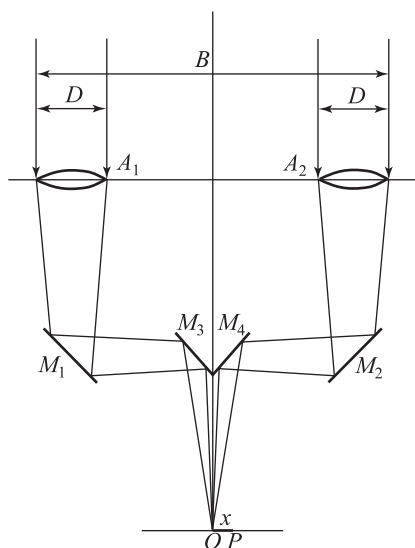


Рис. 3.13. Интерферометр с базой  $B$ , составленный из двух телескопов диаметром  $D$ .  $M_1 - M_4$  — вспомогательные плоские зеркала

Дело здесь только в привычке, а существенного физического различия между этими явлениями нет. Единственное, что можно сказать по этому поводу, — это следующее: когда источников мало, например, два, то результат их совместного действия обычно называют интерференцией, а если источников много, то чаще говорят о дифракции». Эти слова поясняют, почему систему из двух или нескольких телескопов, образующих совместное изображение, называют *интерферометром* (рис. 3.13). Нужно только уточнить, что понимается под *совместным* изображением.

Предположим, что с оптической системой, изображенной на рис. 3.13, наблюдается точечный источник света, расположенный в направлении оптической оси. Будем считать источник монохроматическим, длину волны излучаемого им света обозначим через  $\lambda$ . Допустим, наконец, что оптические пути в обоих каналах интерферометра одинаковы с точностью до малой доли  $\lambda$ , так что в осевую точку  $O$  изображения волны приходят с одинаковыми фазами. Каждый из двух телескопов, взятый по-отдельности, строит дифракционное изображение звезды с угловым размером центрального пика порядка  $\lambda/D$  радиан (см. рис. 3.1). При обеих же открытых апертурах это изображение рассечено рядом темных полос, угловое расстояние между которыми составляет  $\lambda/B$  радиан (рис. 3.14). Появление полос связано с тем, что при значительной длине базы даже небольшое поперечное смещение точки наблюдения влечет за собой

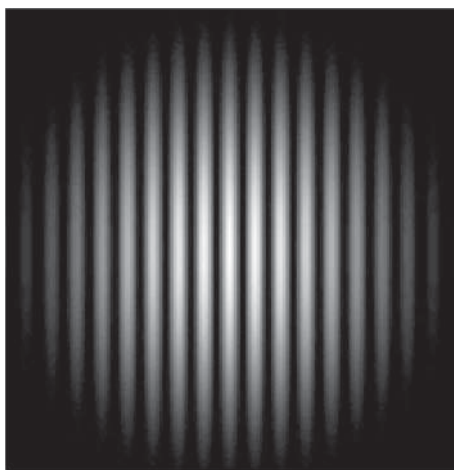


Рис. 3.14. Центральная часть изображения точечного источника света телескопами диаметром 1 м в двойном интерферометре с базой 10 м (численное моделирование). Угловое расстояние между соседними полосами —  $0,01''$

расфазировку волн, приходящих от двух апертур. В самом деле, смещение в точку  $P$ , удаленную от  $O$  на расстояние  $x$ , влечет за собой появление разности хода в плечах интерферометра  $\sim Bx/F$ , где  $F$  — фокусное расстояние системы. Ближайший к центру интерференционной картины минимум интенсивности соответствует разности хода  $\lambda/2$ , т. е. угловому смещению точки наблюдения  $x/F = \lambda/2B$ .

Можно также представить себе, что интерферометр получен экранированием одного большого объектива диаметром  $B$  диафрагмой с двумя расположенными на краю отверстиями диаметром  $D$ . Тогда картину рис. 3.13 можно рассматривать как дифракционное изображение точки телескопом со специфическим видом апертуры.

Допустим теперь, что с помощью интерферометра наблюдается двойная звезда с угловым расстоянием между компонентами  $\theta$  порядка  $\lambda/B$ . Ввиду некогерентности излучения, приходящего к нам от разных звезд, наблюдаемое распределение интенсивности будет представлять собой суперпозицию двух картин типа показанной на рис. 3.14. В зависимости от величины  $\theta$  максимумы обеих составляющих могут накладываться друг на друга, и тогда контраст всей картины увеличится, но может быть и так, что максимумы одной составляющей совпадут с минимумами второй. В этом случае видность интерференционной структуры сильно ухудшится. Таким образом, измерение контраста интерференци-

онной картины позволяет выявить двойственность источника с угловым разделением компонент порядка долей  $\lambda/B$ .

Для приближенного оценивания примем, что угловое разрешение интерферометра  $\Delta$  равно половине расстояния между соседними интерференционными полосами в изображении точечного источника света, т. е.  $\lambda/2B$ . В секундах дуги это составляет

$$\Delta'' \simeq \frac{\lambda_{\mu m}}{10B_m}, \quad (4)$$

где длина волны света  $\lambda$  выражена в микронах, а размер базы  $B$  — в метрах. Например, в видимом диапазоне спектра при 10-метровой базе  $\Delta \simeq 0,005''$ .

А что мы увидим, если форма теплового источника излучения не столь проста, как в случае двойной звезды? Поскольку все элементы протяженного объекта излучают некогерентно, интенсивности обусловленных ими интерференционных подсистем складываются друг с другом. Каждая подсистема обладает своим сдвигом, поэтому будет наблюдаться достаточно сложная результирующая картина. Ее структура и характер изменения видности интерференционных полос по мере увеличения длины базы иные, чем для двух точечных компонент, так что можно оценить форму источника. В общем случае распределение яркости в объекте и порожденная им интерференционная картина связаны интегральным уравнением, решение которого составляет непростую обратную задачу. Здесь очень важно иметь какую-либо предварительную информацию о виде источника.

Основной принцип интерферометрии был предложен Ипполитом Физо в 1868 г. Альберт Майкельсон в 1891 г. измерил таким путем угловые размеры больших спутников Юпитера; для этого хватило 30-см рефрактора Ликской обсерватории. Интерферометрия подтвердила результаты, полученные другими методами: угловые размеры спутников примерно равны  $1''$ . Однако даже столь искусному экспериментатору, как Майкельсон, лишь в 1920 г. удалось сделать следующий шаг — разделить компоненты яркой звезды Капелла ( $\alpha$  Aurigae), находящиеся на расстоянии  $0,05''$ , и найти видимые диаметры некоторых ярких звезд. Длина базы достигала 6,1 м, при  $\lambda = 0,55$  мкм из формулы (4) получаем доступное разрешение  $\sim 0,01''$ . Угловой диаметр Бетельгейзе ( $\alpha$  Orionis) оказался равным  $0,047''$ . Интерференционную картину от двух отдельных телескопов впервые удалось получить Антуану Лабейри в 1974 г., длина базы равнялась 12 м.

Практика интерферометрических измерений в ряде отношений сложнее того простого опыта, который мы рассмотрели.

В частности, монохроматическая волна — синусоида бесконечной длины — лишь идеализация процесса колебаний напряженности электромагнитного поля во времени. Во многих случаях свойства источника можно приближенно описать в рамках модели *узкополосного сигнала*. В ней предполагается, что ширина спектра излучения в шкале частот  $\delta\nu$  намного меньше центральной частоты диапазона  $\nu_0$ . Тогда временной процесс представляет собой последовательность квазигармонических отрезков — *цугов* — волн различной длины и амплитуды. В пределах каждого из цугов значения амплитуды и фазы поля в разные моменты времени связаны в вероятностном смысле, но амплитуды и фазы в разных цугах можно считать независимыми. На физическом языке это передается понятием *временной когерентности поля*.

Средняя длина когерентных цугов волн  $\ell_c$  определяется природой источника. Так, поле, обусловленное тепловым излучением газа, представляет собой суперпозицию затухающих волн, созданных каждым из атомов источника — по существу, широкополосный шум. Иной характер имеет лазерное излучение. В общем случае  $\ell_c$  обратно пропорциональна ширине спектра излучения:  $\ell_c = c/\delta\nu$ , где  $c$  — скорость света. Переходя от частот к длинам волн по формуле  $\nu = c/\lambda$ , можно принять  $\lambda_0 = c/\nu_0$  и  $\delta\nu = (c/\lambda_0^2) \delta\lambda$ , так что

$$\ell_c = \lambda_0^2 / \delta\lambda. \quad (5)$$

Обратим внимание, что  $\ell_c$  увеличивается при сужении спектральной полосы; по этой причине в интерферометрических наблюдениях применяют фильтры. Для видимого света, прошедшего через фильтр шириной  $\delta\lambda = 0,01$  мкм, длина когерентности составляет лишь 25 мкм; для обычных (не лазерных) источников специальные методы позволяют получить  $\ell_c$  около 1 м. Длина цугов лазерного излучения достигает десятков метров, а в специальных экспериментах — и километров. Это свойство лазеров оказывается неоценимым в производстве больших астрономических зеркал, поскольку даже при значительных размерах схемы контроля удастся получить четкую интерференционную картину.

Длина когерентности света определяет точность, с которой должны уравниваться оптические длины пучков света в двух телескопах. Если разность хода отличается настолько, что в каждый момент времени на приемник поступают некогерентные цуги волн, то наблюдаемая картина будет просто суммой *интенсивностей* картин, обусловленных каждым из телескопов. С увеличением количества телескопов яркость суммарного изображения,

конечно, повышается, но разрешающая сила такой системы останется равной разрешению  $\lambda/D$  одного телескопа. Если же цуги световых волн от разных телескопов хорошо сфазированы в точке наблюдения (по сути дела, мы сводим копии одних и тех же исходных цугов), складываются не интенсивности, а амплитуды волн, так что результирующая картина *содержит информацию о расположении отдельных апертур*. Эта система, собственно, и называется интерферометром; его разрешающая сила в  $B/D$  раз выше таковой для одиночного телескопа диаметром  $D$ .

Интерферометр и телескоп со сплошным зеркалом того же диаметра, что и длина базы  $B$ , имеют близкую разрешающую силу; разница зависит от вида изучаемого объекта и объема предварительных сведений о нем. Интерферометр дает более простое изображение, которое легче анализировать, но сравнительно небольшой размер его эффективной апертуры заметно снижает отношение сигнала к шуму. Увеличение же апертуры наземного интерферометра и времени накопления сигнала влечет за собой замыкание полос вследствие атмосферной турбулентности. Важнейшее достоинство интерферометра заключается в том, что его проще реализовать, чем телескоп с огромной апертурой. Базы современных наземных интерферометров, работающих в оптическом диапазоне длин волн, достигают сотен метров; проектируемые космические интерферометры меньше, но со временем их размеры должны превзойти размеры своих наземных собратьев.

Астрономические измерения с интерферометрами, работающими в оптическом диапазоне длин волн, исключительно сложны. Ведь нужно в открытом помещении обеспечить стабильность взаимного расположения всех частей большого прибора с точностью порядка 1 мкм. Кроме того, интерференционная картина замывается вследствие нестабильности земной атмосферы. Именно опасения в связи с последним фактором задержали второй цикл измерений Майкельсона. Выяснилось, однако, что даже при неважных погодных условиях, когда изображения звезд в больших телескопах «распухают», наблюдается отчетливая интерференционная картина! Происходит это по той же причине, которая способствует высокому разрешению небольших рефракторов (см. § 3.4). Именно, при наблюдениях с далеко отстоящими друг от друга *небольшими* апертурами интерференционная картина смещается как целое: случайные изгибы волнового фронта приводят лишь к изменению наклонов небольших его участков, остающихся плоскими.

Напротив, изображение в большом телескопе формируется с участием всего причудливо деформированного волнового фронта; это изображение состоит из множества пятнышек — *спеклов*, — обусловленных интерференцией света от разнесенных участков волнового фронта, оказавшихся синфазными в данной точке изображения. С течением времени спеклы смещаются в пределах изображения, исчезают, рождаются новые спеклы, так что вся картина «кипит» с характерным временем порядка 0,01 с. Тем не менее в этой случайной картине еще сохраняется информация о форме волнового фронта, приходящего от объекта, и соответствующий статистический анализ, называемый *спекл-интерферометрией*, позволяет частично восстановить эту информацию.

Добавим несколько слов об интерферометрии в радиодиапазоне, давно ставшей основным методом получения данных с высоким пространственным разрешением. Поскольку длина электромагнитных волн радиодиапазона на много порядков превосходит таковую в оптическом участке спектра, требования к точности и стабильности радиоинтерферометров гораздо мягче. Кроме того, обеспечив точную временную привязку сигналов, регистрацию излучения каждой из антенн можно проводить отдельным приемником; затем полученная приемниками информация анализируется совместно. Эти и другие особенности позволили довести длину базы современных радиоинтерферометров до величины порядка диаметра Земли. Полагая в формуле (4)  $\lambda = 10$  см и  $B = 10^4$  км, мы приходим к оценке углового разрешения в радиодиапазоне  $\sim 0,001''$  — эта величина сейчас и достигнута.

### 3.6.2. Действующие интерферометры

Таблица 3.2 дает сводку характеристик некоторых наземных интерферометров, с которыми ведутся наблюдения. Нужно, впрочем, заметить, что называть их *оптическими* не вполне корректно — спектральная полоса обычно сдвинута в инфракрасную область, поскольку там влияние турбулентности атмосферы сказывается в меньшей степени.

Как видно, апертуры большинства интерферометров недостаточно велики, чтобы представлять интерес в отношении самостоятельных наблюдений — это именно интерферометры. Исключение составляют телескопы «Кек» и VLTI (Very Large Telescope Interferometer), сами по себе являющиеся крупнейшими современными инструментами. Не вдаваясь в подробное обсуждение результатов, полученных с помощью интерферометров, приведем

Таблица 3.2. Наземные интерферометры

Название	Страна	Количество апертур	Диаметр апертуры, м	Длина базы, м	Длины волн, мкм	Дата ввода
GI2T	Франция	2	1,5	35	0,4–0,8; >1,2	1985
COAST	Англия	5	0,4	100	0,4–0,95; 2,2	1991
SUSI	Австралия	13	0,14	640	0,4–0,66	1991
IOTA	США	3	0,45	38	0,5–2,2	1993
ISI	США	3	1,65	30	10	1990
NPOI	США	6	0,6	435	0,45–0,85	1995
PTI	США	2	0,4	110	1,5–2,4	1995
CHARA	США	6	1,0	352	0,45–2,4	1999
«Кек»	США	2	10	165	2,2–10	2001
VLTi	ESO (Чили)	4 + 1	4 × 8,2; 1,8	200	0,45–12	2003

только краткое описание VLTi и результаты недавних наблюдений с этой системой.

Основная наблюдательная база Европейской южной обсерватории (ESO) — обсерватория Параналь — расположена в пустыне Атакама (Чили) на высоте 2635 м над уровнем моря. VLTi включает в себя четыре телескопа диаметром 8,2 м каждый и дополнительные телескопы диаметром 1,8 м. Большие телескопы неподвижны, меньшие — могут располагаться в нескольких фиксированных положениях. Свет, собранный телескопами, направляется вдоль подземных туннелей в центральную лабораторию, где формируется интерферометрическая картина. Чтобы уравнивать оптические пути, каждый из пучков света проходит через свою линию задержки.

В 2003 г. с помощью VLTi были выполнены прямые измерения видимых размеров дисков звезд  $\alpha$  Centauri A и  $\alpha$  Centauri B, входящих в тройную систему (третий компонент — Proxima Centauri — красный карлик, обращающийся вокруг двух ярких звезд по удаленной орбите). Эти звезды — ближайшие к Солнцу; расстояние до них, найденное методом тригонометрических параллаксов, равно 4,36 светового года. Измерения привели к следующим значениям угловых диаметров звезд:  $8,512 \pm 0,022$  и  $6,002 \pm 0,048$  тысячных долей угловой секунды для A и B, соответственно. Зная удаление системы от нас, нетрудно найти линейные диаметры компонент A и B:  $1,227 \pm 0,005$  и  $0,865 \pm$



$\pm 0,007$  диаметра Солнца. Столь высокая точность позволяет поновому взглянуть на ряд важных задач астрофизики, в частности, на теорию эволюции звезд солнечного типа, модели звездных атмосфер и пр.

Хотя уже сейчас с помощью оптической интерферометрии достигнуто разрешение  $\sim 0,001''$ , превосходящее разрешение обычных телескопов, предстоит кропотливая работа по усовершенствованию этих систем. В целом оптическая интерферометрия еще далеко не раскрыла своих возможностей. Радикальное продвижение вперед будет, по-видимому, связано с размещением больших интерферометров на одной или нескольких космических платформах. В качестве платформы можно использовать и поверхность Луны. Проекты космических интерферометров разрабатываются; представим один из них.

### 3.6.3. Проект SIM

Астрометрия — раздел астрономии, связанный с измерением точного положения и движения небесных тел, — обеспечивает основу, которая необходима для прогресса всей астрономии. Цель проекта SIM (Space Interferometry Mission) — улучшить точность астрометрических данных в несколько сотен раз, доведя ее до 4 миллионных долей угловой секунды ( $\mu as$ ) при измерениях в пределах угла  $15^\circ$  и до  $1 \mu as$  — в поле зрения диаметром  $1^\circ$  (точность абсолютных положений). Это позволит, в частности, измерять собственные движения звезд с точностью  $2 \mu as$  за год, что соответствует поперечной скорости 10 м/с на расстоянии 1 кпк. Предусматривается также получение изображений объектов в поле диаметром  $0,3''$ , что немало при указанной выше точности измерений. В течение 4-часовой экспозиции достигаются объекты  $20^m$ .

Каждое из приведенных значений заслуживает того, чтобы его сопровождал восклицательный знак. Сейчас можно лишь отчасти предвидеть ожидаемый научный выход миссии. Он касается проблем звездной эволюции, сейсмологии звезд, обнаружения планет около звезд, строения Галактики и ядер активных галактик, уточнения шкалы космологических расстояний и т. д. Как обычно в науке, радикальное увеличение точности измерений приводит не только к обнаружению новых явлений, но и к пересмотру сложившихся взглядов.

Измерительный прибор представляет собой интерферометр Майкельсона с базой 10 м и диаметром апертуры 33 см, работающий в участке спектра 0,4–0,9 мкм. Работа «научного» интерферометра сопровождается непрерывными измерениями

ми двух гидирующих интерферометров, задающих положение и ориентацию базы. Успешная работа сложного комплекса аппаратуры может быть обеспечена только на достигнутом сейчас уровне технологии. Проект разрабатывается Лабораторией реактивного движения Калифорнийского технологического института (Jet Propulsion Laboratory) в сотрудничестве с корпорациями Lockheed Martin и TRW. Запуск аппарата планируется осуществить в ближайшие годы.

### § 3.7. Обзорные телескопы

Начиная с «метода черпков» Вильяма Гершеля (XVIII в.), обзоры неба доставляли астрономам обширную информацию. В последнее время потребность в глубоких обзорах стала особенно настоятельной. В космологии с ними связаны, в частности, надежды обнаружить так называемое *темное вещество*, уточнить модель Вселенной, изучить эффекты гравитационного линзирования в скоплениях галактик и глубже понять природу источников мощных всплесков гамма-излучения. Широкоугольные телескопы нужны для поиска планет около звезд (методами гравитационного микролинзирования и покрытия звезды планетой), а также для обнаружения астероидов, пролетающих в опасной близости от Земли. Конечный этап программы Академии наук США на ближайшее десятилетие предусматривает получение информации об изменениях положения или яркости всех небесных объектов ярче примерно 24-й звездной величины с периодичностью обновления сведений порядка нескольких суток.

Для решения задач такого рода требуются телескопы, обладающие одновременно большой апертурой, широким полем зрения и высоким качеством изображений. Это должно быть уже новое поколение обзорных телескопов, основные черты которого сейчас только проясняются. Как всегда, прогресс опирается на предшествующее знание, поэтому мы сначала кратко охарактеризуем исходные классические системы, а затем перейдем к новым работам.

#### 3.7.1. Камера Шмидта

Напомним, что мы называем телескоп широкоугольным (обзорным), если он обеспечивает изображения субсекундного качества в пределах поля зрения диаметром не менее  $1^\circ$ . Таких телескопов не было вплоть до открытия Бернхардом Шмидтом в 1930 г. катадиоптрической системы, получившей его имя (рис. 3.15). Это был огромный шаг вперед: первый телескоп

Шмидта со входной апертурой 36 см и  $\phi = 1,74$ , изготовленный им самим, обеспечивал невиньетированное поле зрения диаметром около  $4^\circ$  и строил резкие изображения вплоть до  $8^\circ$  от оси!

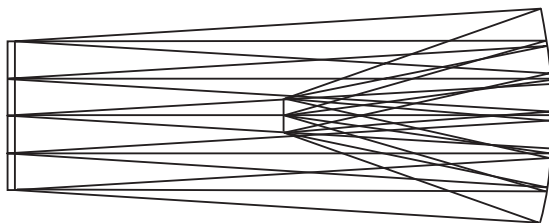


Рис. 3.15. Оптическая схема телескопа системы Шмидта. Относительный фокус  $\phi = 1,8$ , поле зрения  $7^\circ$

Уроженец маленького эстонского острова Найссаар, Шмидт был самоучкой. Тем не менее он не только обладал надлежащими теоретическими познаниями в оптике, но и в совершенстве владел искусством изготовления крупных по тем временам объективов. Последнее тем более поразительно, что еще в детстве Шмидт лишился правой руки, а полировки с применением станков он не признавал. Качество его объективов и параболических зеркал восхищало Карла Шварцшильда, назвавшего Шмидта «художником своего дела».

Возможно, последовательность соображений, приведшая Шмидта к открытию нового типа телескопов, заключалась в следующем. Во-первых, если искать наиболее перспективную в смысле широкоугольности зеркальную поверхность, то ею, очевидно, является сфера, но только при условии, что она освещается пучками света, проходящими через ее центр. В самом деле, при этом все направления равноценны, т.е. внеосевые аберрации системы строго равны нулю. Остается лишь сферическая аберрация, что обуславливает второй шаг. Он заключается в том, чтобы поместить во входной зрачок тонкую стеклянную пластину, поверхность которой мало отличается от плоскости, но достаточно, чтобы почти полностью устранить сферическую аберрацию. Разумеется, для того чтобы перехватить наклонные пучки, зеркало должно быть несколько больше корректора, установленного во входном зрачке.

В первом приближении центральная часть коррекционной пластины действует как положительная линза, а ее края — как отрицательная линза. Такая форма как раз компенсирует сферическую аберрацию главного зеркала, выражающуюся в по-

вышенной оптической силе зоны вблизи его края. Точный расчет показывает, что форма корректора Шмидта довольно сложна: рельеф поверхности описывается уравнением 4-го порядка. И тем не менее Шмидт сумел изготовить асферический корректор: он положил тонкую плоскопараллельную пластину на цилиндрический сосуд, затем откачал из него воздух, так что пластина прогнулась внутрь заранее рассчитанным образом, и наконец, придал внешней поверхности пластины сферическую форму. После восстановления нормального атмосферного давления пластина приняла нужный вид. В целом создание камеры Шмидта может служить одним из лучших примеров творчества гения (рис. 3.16).

Важно отметить, что коррекционная пластина весьма нетребовательна в отношении материала и точности ее установки. Так, корректор Паломарской камеры диаметром 1,24 м и полем зрения  $6^\circ$  (рис. 3.18) сделан из витринного стекла. Мягкие



Рис. 3.16. Пробный снимок, сделанный Бернхардом Шмидтом (1879–1935) с помощью изготовленной им самой первой широкоугольной камеры

же допуски на децентровку и наклоны корректора обусловлены тем фактом, что он обладает очень малой оптической силой. К недостаткам системы Шмидта следует отнести сложность формы корректора и относительно большую длину системы, равную ее удвоенному фокусному расстоянию. Кривизну поля зрения удастся сравнительно легко исправить, располагая невдалеке от фокуса плоско-выпуклую линзу Пиацци–Смита.

Шмидт успел еще сделать телескоп с апертурой диаметром 60 см ( $\phi = 5$ ,  $2w = 3,2^\circ$ ), но не дожил до времени, когда его система получила широкое распространение (рис. 3.17). Во второй половине XX в. обзоры неба, проводившиеся с телескопами Шмидта, в наибольшей степени способствовали прогрессу в области внегалактической астрономии. Достаточно напомнить

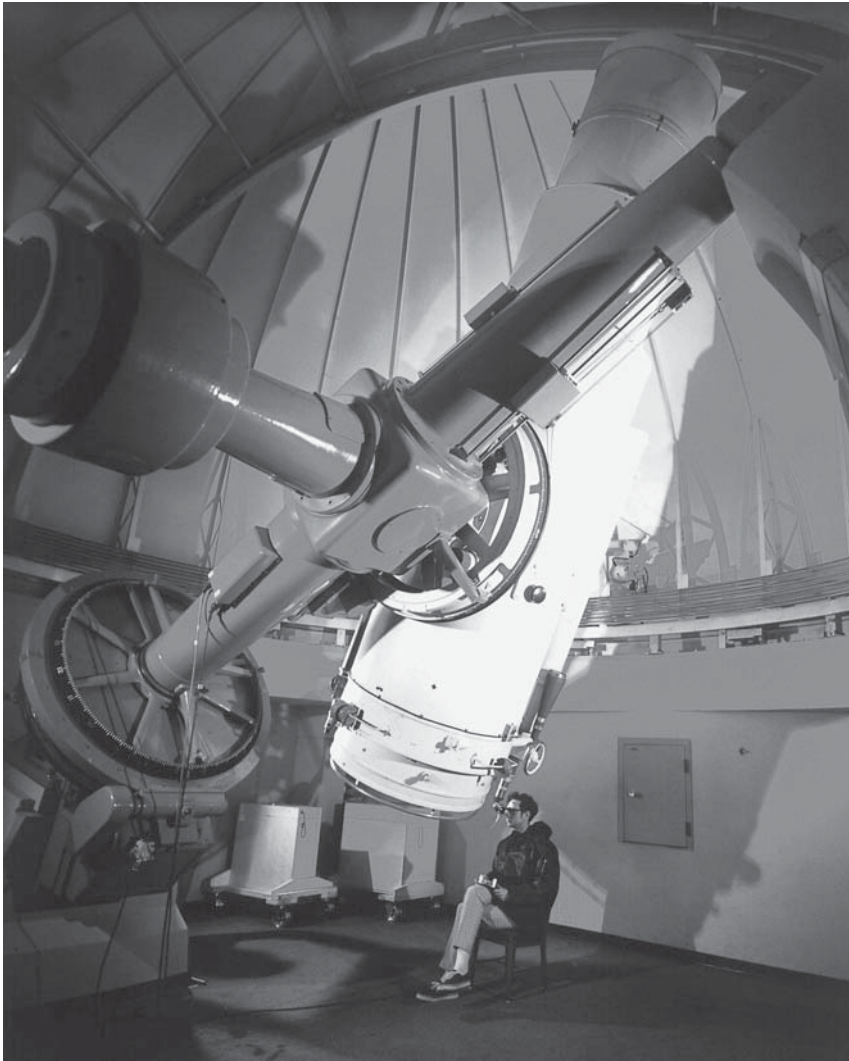


Рис. 3.17. 24-дюймовая (61 см) камера Шмидта Мичиганского университета и Межамериканской обсерватории Серро-Тололо в Чили. Этот телескоп построен в конце 1960-х и назван «Кертис» (СТЮ 61-cm Curtis Schmidt) в честь американского астронома Гебера Кертиса (1872–1942). Точно такой же инструмент стоит на обсерватории Китт-Пик (Аризона)

Паломарский обзор неба и обзор галактик с повышенной яркостью ядра в ультрафиолетовой области спектра, проведенный Б. Е. Маркаряном с помощью 1-метрового телескопа Шмидта Бю-

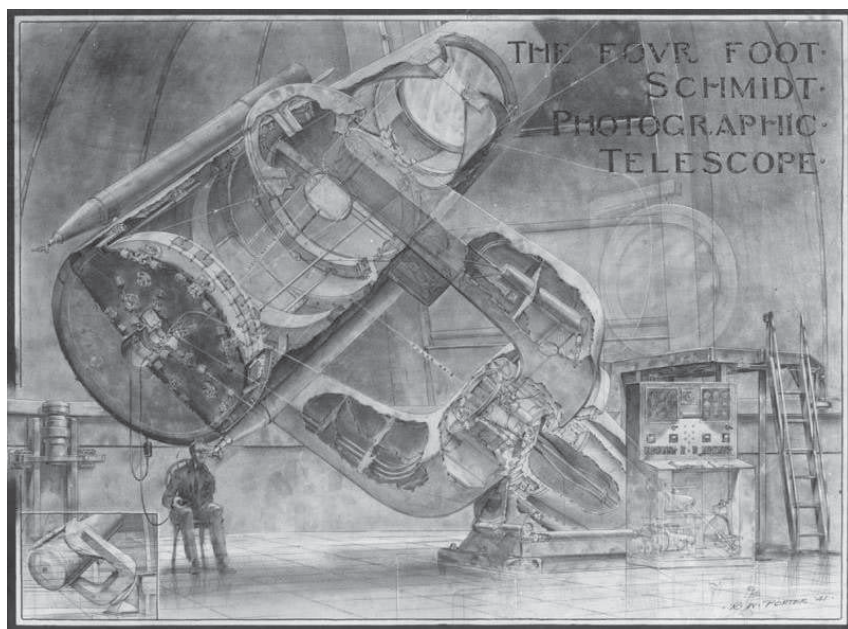


Рис. 3.18. Камера Шмидта обсерватории Маунт-Паломар (Калифорния). Имеет коррекционную пластину диаметром 1,2 м и зеркало диаметром 1,8 м. На этом инженерном рисунке (автор — Russell Porter, 1941 г.) видна конструкция телескопа и его монтировки (американская вилка)

раканской астрофизической обсерватории (Армения). Паломарский обзор послужил основой для отождествления внегалактических радиоисточников, что привело, в частности, к быстрому развитию представлений об активных процессах в галактиках и открытию квазаров. Обзор Маркаряна заполнил обширную брешь между близкими галактиками с активным ядром типа Сейферта и квазарами, показав тем самым, что мы имеем дело с единым по своей природе классом объектов, наблюдательные проявления которых весьма разнообразны.

### 3.7.2. Система Максутова

Как и Шмидт, Д. Д. Максутов был самоучкой, весьма искусным в практическом отношении. Его отличало тонкое интуитивное понимание сути проблем, характерных для оптики, и не только астрономической.

В 1941 г. Максутов обнаружил, что со сферическим главным зеркалом можно использовать и корректор с простыми сферическими же поверхностями, если придать ему форму так называ-



емого *ахроматического мениска* (мениском называют линзу с близкими радиусами кривизны). При этом длина системы заметно меньше радиуса кривизны главного зеркала (см. рис. 3.19). Установка небольшого дополнительного зеркала или алюминирование центральной части мениска превращает исходную схему с внутренним фокусом в одну из наиболее удобных на практике систем с вынесенной наружу фокальной поверхностью.

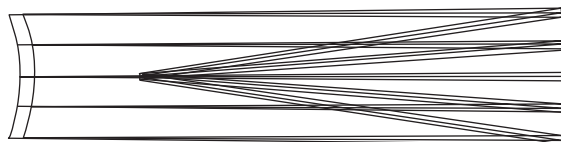


Рис. 3.19. Оптическая схема телескопа системы Максутова

Открытие Максутова заключалось в том, что мениск, устраняя сферическую абберацию зеркала, при определенном соотношении между толщиной и радиусами кривизны поверхностей вносит в систему лишь незначительный хроматизм, хотя и представляет собой одиночную линзу. Таким образом, система только со сферическими поверхностями позволяет получить поле зрения диаметром в несколько градусов при светосиле, близкой к таковой для системы Шмидта.

Нужно, впрочем, заметить, что легкость изготовления системы Максутова иллюзорна: допуски на параметры мениска столь жестки, что фактически изготавливают поверхности, несколько отступающие от сферических. Однако немаловажен и тот факт, что ретушь сферических поверхностей в значительной мере сохраняет достоинства системы Максутова. Принципиальные трудности для нее связаны со следующим. *Мениск обладает заметной оптической силой*, и во избежание хроматизма нельзя существенно отклоняться от его «ахроматической» версии, но при этом мениск не вполне оптимален в отношении исправления монохроматических aberrаций. Попытки же устранить как те, так и другие aberrации (двуслойный мениск, дополнительный корректор и пр.) ведут к усложнению системы, так что она теряет свою изначальную привлекательность.

### 3.7.3. Система Рихтера–Слефогта

В том же 1941 г., когда Максутов предложил менисковый телескоп, Р. Рихтер и Х. Слефогт нашли иной путь при создании широкоугольного телескопа со всеми сферическими поверхностями, а в 1944 г. такую же систему независимо предложил Дж. Хаугхтон в США. Они добавили к сферическому зеркалу корректор

с почти нулевой оптической силой, состоящий из положительной и отрицательной линз, сделанных из одного сорта стекла. Идея основывалась именно на афокальности корректора: хроматизм при этом отсутствует, тогда как сферическая абберрация и кома зеркала устраняются почти полностью.

На рис. 3.20 приведена схема телескопа Рихтера–Слефогта, изготовленного в Германии в начале 1940-х годов (на центральную часть последней плоской поверхности корректора нанесено зеркальное покрытие). С этим телескопом до сих пор интенсивно наблюдают в Крымской астрофизической обсерватории.

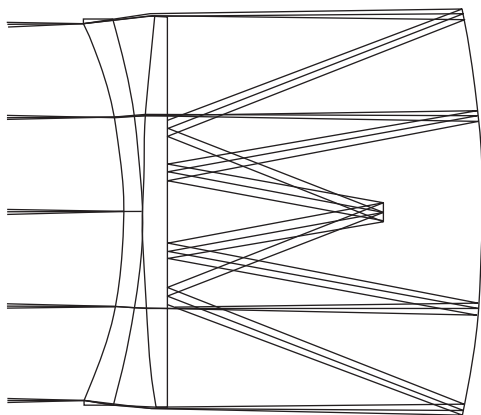


Рис. 3.20. Схема телескопа системы Рихтера–Слефогта диаметром 643 мм и относительным фокусом  $\phi = 1,4$

Замечательное достоинство телескопа Рихтера–Слефогта состоит в очень мягких для дифракционной системы требованиях к характеристикам корректора; в этом отношении он схож с коррекционной пластиной камеры Шмидта. Очевидно, слабую оптику можно заметно сдвигать и наклонять. Наконец, система короче менискового телескопа; ее длина даже может быть меньше фокусного расстояния главного зеркала.

Заметим еще, что увеличением расстояния между линзами корректора и добавлением одной или двух сферических линз перед фокусом можно довести плоское поле зрения системы Рихтера–Слефогта до  $5^\circ$  при дифракционном качестве изображений по всему полю (см. ниже рис. 3.43 и 3.44). Единственный серьезный недостаток системы Рихтера–Слефогта связан с необходимостью изготовить дополнительную большую линзу и тем самым утяжелить систему. Впрочем, допуски на линзы корректора столь мягки, что их можно сделать тонкими.



### 3.7.4. Линзовый корректор в первичном фокусе

Обзорные телескопы, которые мы рассматривали выше, включают в себя полноразмерные оптические элементы — пластину Шмидта или линзы. Ясно, что при этом невозможно добиться существенного увеличения апертуры телескопа. Эту задачу можно решить, сочетая большое главное зеркало с относительно скромным по размерам линзовым корректором вблизи его фокуса.

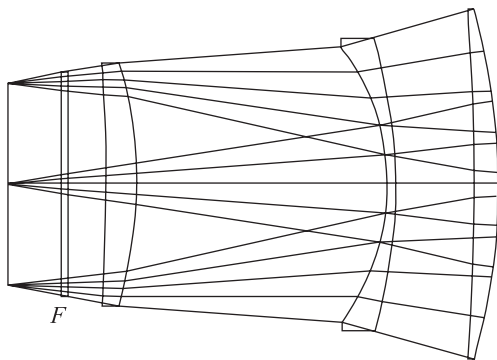


Рис. 3.21. Схема трехлинзового корректора Винна в прямом фокусе 4-м рефлектора обсерватории Китт-Пик. Поле зрения  $50'$ . Буквой  $F$  обозначен фильтр

Первый шаг в этом направлении был сделан в 1913 г. Сэмпсоном, который предложил добавить трехлинзовый корректор к параболическому главному зеркалу. Разработка Сэмпсона опередила нужды того времени, и распространение получил только трехлинзовый корректор, предложенный Россом в 1935 г.; он обеспечивает поле субсекундных изображений диаметром  $15'$ . В последующие годы были рассчитаны гораздо более сложные корректоры, в том числе асферические, но базовой стала элегантная схема, предложенная английским оптиком Винном в 1968 г. Корректор Винна для гиперболического главного зеркала состоит из трех линз со сферическими поверхностями (рис. 3.21). Он обеспечивает поле зрения диаметром вплоть до  $1^\circ$  при качестве изображений лучше  $1''$ . Таким корректором или его близкими версиями оснащены многие крупные современные рефлекторы.

Модификация схемы Винна позволяет достичь поля зрения, несколько большего  $1^\circ$ , однако этого все же недостаточно для решения астрофизических задач, о которых говорилось выше. По-видимому, для крупных обзорных телескопов минимальным следует считать диаметр поля зрения порядка  $1,5\text{--}2^\circ$ . Последней величины предполагается достичь в проектах NGLT (Next

Generation Lowell Telescope) и VISTA (Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy). Диаметр этих телескопов равен 4 м, диаметр наибольших линз корректоров превосходит 1 м. Для достижения требуемого поля зрения гиперболические главные зеркала и корректоры рассчитаны совместно, вогнутые поверхности линз корректоров асферичны.

Корректор, показанный на рис. 3.22, даже при всех сферических поверхностях линз обеспечивает плоское поле зрения субсекундного качества диаметром  $3^\circ$  (Теребиж, 2003). Харак-

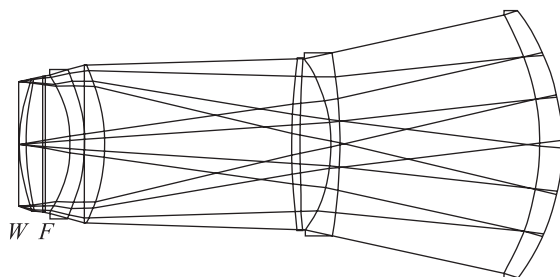


Рис. 3.22. Пятилинзовый корректор с полем зрения  $3^\circ$ , предложенный автором.  
 $F$  — фильтр,  $W$  — окно детектора, обладающее оптической силой

терная особенность этой схемы заключается в применении двух дублетов, каждый из которых эффективно подавляет кому, вносимую гиперболическим главным зеркалом. Линзы изготавливаются из стекла одного, фактически произвольного сорта. Выбор плавленого кварца в качестве материала для линз оправдывает увеличение их количества по сравнению с корректором Винна: при современных покрытиях суммарная прозрачность оптики превышает 80% как в видимом диапазоне, так и далеко за его пределами. Корректор проектировался для 4-м рефлектора «Бланко» (V.M. Blanco Telescope, Cerro Tololo Inter-American Observatory). При главном зеркале заданной формы корректор формирует изображения размером  $\Delta_{80} \leq 0,8''$  в пределах поля зрения диаметром  $3^\circ$  при наблюдениях в интегральном свете с длинами волн 0,32–1,1 мкм; в узких спектральных диапазонах качество изображений выше. Очевидно, корректор обладает ресурсом для улучшения качества изображений путем асферизации некоторых поверхностей линз.

Чтобы сравнивать широкоугольные системы между собой, желательно выбрать какую-либо простую характеристику эффективности телескопа в отношении обзорных исследований. В качестве такой характеристики обычно рассматривают *éten-*

*due* (— пространство, протяжение (фр.); реже используют английский термин *throughput* — производительность). Ее выражают как  $E = A \cdot \Omega$  — произведение площади эффективной апертуры телескопа  $A = \pi D_e^2/4$  (м<sup>2</sup>) и телесного угла  $\Omega = \pi w^2$  (□°), охватывающего поле зрения (здесь □° — квадратный градус). Информативность  $E$  обусловлена тем фактом, что эта величина пропорциональна объему пространства, изучаемого данным телескопом в течение одной экспозиции. Принимая во внимание определенный в § 2 коэффициент центрального экранирования телескопа  $\eta$ , можно написать:  $D_e^2 = (1 - \eta^2)D^2$ , так что

$$E = (\pi w D_e/2)^2 = (1 - \eta^2)(\pi w D/2)^2. \quad (6)$$

Установке фокального корректора с полем  $2w = 3^\circ$  на 4-м телескопе соответствует  $E \simeq 78 \text{ м}^2 \square^\circ$ .

### 3.7.5. Проект LSST

Радикальное решение задачи непрерывного глубокого обзора неба связывают с проектом LSST, предполагающим создать телескоп с эффективной апертурой  $D_e = 6,5$  м и полем зрения  $3^\circ$ . Ожидаемая эффективность обзора повышается здесь в 3 раза по сравнению с приведенным выше значением:  $E \simeq 235 \text{ м}^2 \square^\circ$ .

При поисках оптической схемы телескопа были изучены практически все предложенные ранее системы. Выбор сделан в пользу трехзеркального телескопа Мерсенна–Пола, дополненного трехлинзовым корректором (рис. 3.23). Исходная система этого типа предложена М. Поллом в 1935 г., через полвека она была развита Р. Уиллстромом. Диаметр главного зеркала LSST равен 8,4 м, выпуклого вторичного — 3,4 м, вогнутого третичного — 5,2 м, длина телескопа несколько менее 10 м, относительное фокусное расстояние  $\phi = 1,25$ . Поверхности зеркал и линз представляют собой асферики с полиномиальными слагаемыми вплоть до 10-го порядка.

Чтобы понять принцип, заложенный в оптическую схему телескопа, напомним идею Шмидта: широкое поле зрения обеспе-

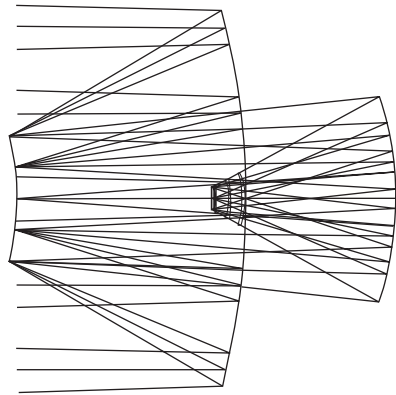


Рис. 3.23. Обзорный телескоп проекта LSST с эффективным диаметром 6,5 м и полем зрения  $3^\circ$

чивается сферическим зеркалом, которое освещается из расположенной в его центре кривизны входной апертуры. Роль этого зеркала в телескопе LSST играет третичное зеркало, тогда как близкая к афокальному телескопу Мерсенна система из первых двух зеркал образует компрессор светового пучка, призванный заодно исправить сферическую aberrацию третьего зеркала. Имея в виду последнюю цель, Пол предложил заменить параболическое вторичное зеркало сферой. Тем не менее достичь исправления aberrаций в широком поле зрения только с зеркальной оптикой не удастся даже при усложнении формы поверхностей, а потому в систему включен трехлинзовый корректор. Световой диаметр его входной линзы составляет 1,34 м.

Нередко возникает вопрос: почему так трудно достичь большого поля зрения в двухзеркальной системе, если оно реализуется сравнительно простыми средствами в однозеркальных катадиоптрических телескопах? Казалось бы, главное зеркало сферической формы вновь обеспечит независимость изображений от направления пучков. Дело в том, что для каждого из пучков света, падающих на телескоп под разными углами, вторичное зеркало должно иметь свою форму, а поскольку диапазон углов велик, фиксированная форма вторичного зеркала недостаточно хороша (Линден-Белл и Уиллстроп, 2004). По этой причине системы Кассегрена приходится снабжать сложными многолинзовыми корректорами; выигрыш здесь заключается в компактности телескопа, от которой существенно зависит его стоимость.

Затронем попутно важную проблему, касающуюся обзорных телескопов. Речь идет о детекторах света при громадных линейных размерах поля зрения — более полуметра. Все это пространство плотно устилается матричными приемниками, размеры которых составляют примерно  $30 \times 30$  мм при пикселях размером порядка 15 мкм. (*Пиксел* (от *picture element*) — ячейка многоэлементного приемника света, в которой происходит накопление заряда, обусловленного поглощенными световыми квантами. После окончания экспозиции заряды считываются, информация о координатах и степени заполнения пикселей поступает в память компьютера.) Проблема даже не в суммарной стоимости «ковра» из матриц: она заключается в том, чтобы достичь разумного времени считывания информации. Кроме того, хранение информации, накопленной за одну ночь, требует объема памяти порядка нескольких терабайт. Эти трудности удалось преодолеть в некоторых действующих системах; время считывания всей совокупности матриц составляет лишь несколько секунд. Это означает, что за время, потребное для перенаведения телескопа на новую

область неба, удастся не только перенести полученные данные в компьютер, но и выполнить их предварительную обработку.

### 3.7.6. Проект Pan-STARRS

Пока у астрономов не сложилось единого мнения по вопросу о типе телескопов, наиболее эффективных при осуществлении глубокого обзора всего неба, о котором мы говорили выше. Изучаются два альтернативных подхода: «большой» телескоп типа LSST или сеть из нескольких телескопов диаметром около 2 м. Большой телескоп обеспечивает высокую эффективность обзора, он требует меньшего количества матричных детекторов, но в некоторых отношениях предпочтительной оказывается сеть. Проект Pan-STARRS (Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System) задумывался именно как реализация второго пути.

Первый этап проекта предусматривает установку четырех телескопов диаметром 1,8 м и полем зрения  $3^\circ$ . При этом для одного телескопа  $E \simeq 13,5 \text{ м}^2 \square^\circ$  суммарная эффективность обзора будет  $54 \text{ м}^2 \square^\circ$ , что в 4 с лишним раза ниже, чем у LSST, но авторы проекта полагают, что это окупается преимуществами многоапертурной системы. Они сводятся вкратце к следующему:

- С увеличением диаметра стоимость телескопов растет быстрее, чем площадь апертуры (см. ниже разд. 3.9.8). Поэтому при помощи совокупности небольших телескопов дешевле достичь нужной эффективности обзора. Дополнительное уменьшение стоимости связано с тем, что небольшие телескопы изготавливаются сравнительно быстро.
- Большой телескоп по необходимости должен иметь высокую светосилу, что ведет к ряду трудностей: форма оптических поверхностей становится сложной, допуски на стабильность системы — чрезвычайно жесткими, непросто достичь согласования с фильтрами и пр.
- Если сеть телескопов регистрирует изображения одной и той же области неба, то повышаются надежность отождествления слабых объектов постоянной яркости и эффективность обнаружения переменных объектов. При необходимости часть или все телескопы сети можно направить в разные области неба.
- Специальные исследования с телескопами диаметром менее 2 м показали, что атмосферные вариации наклона волнового фронта можно компенсировать путем управления процессом накопления зарядов на детекторе. Для телеско-

пов большего размера возможность коррекции такого вида остается открытой.

- Расширяется динамический диапазон системы регистрации.
- При разумном распределении телескопов по долготе возможно проследить за временным развитием переменных событий.

В оптическом отношении телескоп проекта Pan-STARRS представляет собой систему квази Ричи-Кретьена (рис. 3.24). Эффективное фокусное расстояние телескопа равно 8 м, соот-

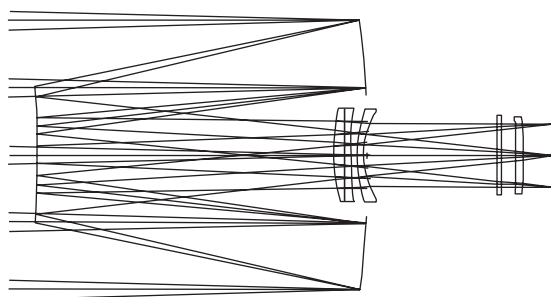


Рис. 3.24. Оптическая схема телескопа Pan-STARRS диаметром 1,8 м и полем зрения  $3^\circ$

ветствующий масштаб изображения — 38,8 микрон в угловой секунде. Пиксел детектора размером 10 мкм проецируется на небо в пределах угла  $0,26''$ , что удовлетворительно согласуется с атмосферным качеством изображений.

### 3.7.7. Проект SNAP

Очень высокой эффективности обзора неба ожидают от космического проекта SNAP, основная задача которого заключается в уточнении космологической модели Вселенной путем наблюдения сверхновых типа Ia.

В проекте предполагается использовать трехзеркальный анастигмат Корша (см. рис. 3.10 и комментарии к нему в тексте). Хотя диаметр апертуры равен здесь лишь 2 м, отсутствие атмосферной нестабильности изображений гарантирует их дифракционное качество в пределах поля зрения диаметром  $1,5^\circ$ . Тем самым удастся достичь слабых объектов  $\sim 27,5^m$ . Нужно также иметь в виду, что в космосе наблюдениям доступен широкий спектральный диапазон, а большая длительность экспозиции позволяет получить высокое отношение сигнала к шуму.

### 3.7.8. Проект LAMOST

Существует обширное семейство модификаций камеры Шмидта, призванных нивелировать ее недостатки при сохранении большого поля зрения. Этот путь оказался вполне успешным, но все же трудно рассчитывать на изготовление асферической коррекционной пластины диаметром в несколько метров. Между тем, можно сделать чисто зеркальную версию классической системы Шмидта: для этого достаточно заменить коррекционную пластину зеркалом надлежащей формы, а чтобы главное зеркало не заслоняло входной пучок, наклонить коррекционное зеркало. Практическую реализацию идеи осложняет тот факт, что рельеф коррекционного зеркала теряет круговую симметрию — линии равной высоты должны быть эллипсами, параметры которых определяются углом между оптическими осями обоих зеркал. Тем не менее такие системы небольшого размера были изготовлены (см., например, Эпштейн, 1967). Создание зеркальной камеры Шмидта, представляющей интерес в отношении глубокого обзора неба, стало возможным только сейчас.

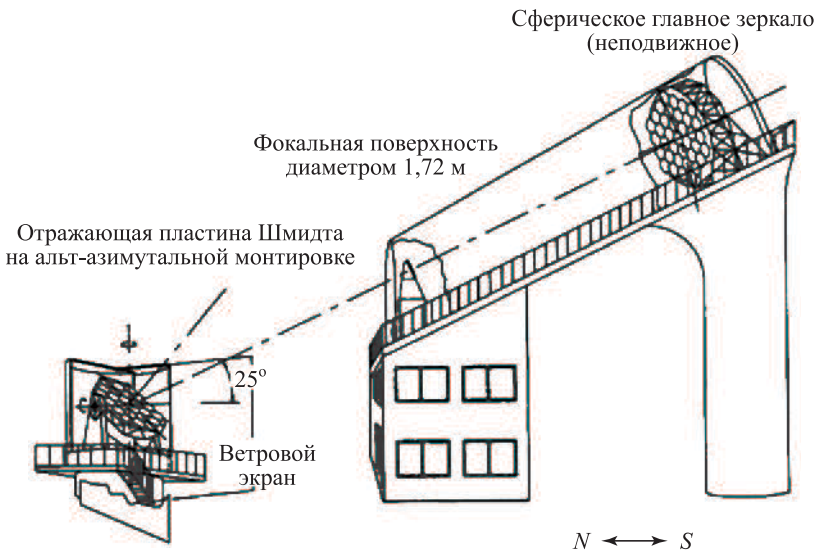


Рис. 3.25. Схема зеркальной камеры Шмидта (диаметром 4 м) проекта LAMOST

На рис. 3.25 показана схема телескопа, строительство которого ведется в рамках китайского проекта LAMOST (Large



Sky Area Multi-object Fiber Spectroscopic Telescope). Основное назначение телескопа — мультиобъектная спектроскопия.

Оптическая ось сферического главного зеркала с радиусом кривизны 40 м расположена в плоскости небесного меридиана и наклонена к горизонтальной плоскости на  $25^\circ$ . Главное зеркало установлено неподвижно; помещенное ниже коррекционное зеркало находится в его центре кривизны. Поле зрения телескопа  $2w = 5^\circ$ , эффективная апертура равна 4 м, так что относительное фокусное расстояние системы  $\phi = 5,0$ . Главное зеркало состоит из 37 гексагональных элементов, коррекционное — из 24 элементов аналогичной формы. Ожидается качество изображений  $\Delta_{80} \simeq 0,45''$ . Объекты наблюдаются в течение полутора часов при их прохождении через меридиан, форма коррекционного зеркала изменяется с помощью системы актюаторов.

### 3.7.9. Двухзеркальные апланаты Шварцшильда

В двухзеркальных осесимметричных телескопах, с которыми мы до сих пор имели дело, зеркала представляли собой поверхности, образованные вращением вокруг оси *конических сечений* — окружности, эллипса, параболы и гиперболы. Чем же выделены в смысле оптики конические сечения среди множества других видов кривых?

Если рассматривать только осевые изображения далеких объектов, то найти ответ просто. Как известно, сумма расстояний любой точки эллипса от его фокусов постоянна. Проведя касательную к эллипсу, можно доказать, что отрезки, соединяющие точку касания с фокусами эллипса, составляют с касательной одинаковые углы. Очевидно, теми же свойствами обладает и поверхность вращения эллипса вокруг его большей оси — эллипсоид. С оптической точки зрения это означает, что сферическая световая волна, вышедшая из одного фокуса эллипсоида, соберется после отражения от его поверхности в другом фокусе, причем все части волнового фронта придут в фазе. Таким образом, во втором фокусе получится идеальное изображение источника. По мере удаления фокальной точки, в которой находится источник света, эллипсоид приближается к параболоиду. Этим доказывается, что параболоид строит идеальное изображение бесконечно далекого источника, расположенного на оси. В классическом телескопе к параболическому главному зеркалу добавляют еще гиперболическое вторичное зеркало, назначение которого — перенести точечное изображение из одного фокуса гиперболоида в другой его фокус, расположенный более удобно для наблюдателя.

Обратимся теперь к случаю, когда нужно получить хорошие изображения звезд в поле зрения достаточно большого размера. Из сказанного выше ясно, что конические сечения не решают задачу до конца. Для улучшения качества внеосевых изображений к уравнению конических поверхностей обычно добавляют поправку в виде полинома по степеням радиальной координаты поверхности. Разумеется, при увеличении степени полинома качество изображений улучшается. Но, может быть, неограниченно увеличивая степень полинома, мы стремимся к поверхностям, форма которых представима *замкнутыми* выражениями? Невозможно ли получить эти выражения, исходя из некоторого общего принципа? Образно говоря, если бы Бог (понимаемый, конечно, в том смысле, который придавал ему Эйнштейн) решил построить двухзеркальный телескоп, какую бы форму поверхностей он выбрал?

По существу ответ на эти вопросы дал Карл Шварцшильд, основоположник теоретической астрофизики и ряда разделов практической астрофизики. Отметим, что Карл Шварцшильд (1873–1916) в своей работе был чрезвычайно многогранен. Он ввел понятие лучистого равновесия звездной атмосферы; составил и приближенно решил уравнения переноса лучистой энергии, тем самым впервые рассчитав модель звездной атмосферы; предложил эллипсоидальный закон распределения скоростей звезд; сформулировал и решил интегральные уравнения звездной статистики; объяснил флуоресценцией свечение кометных хвостов; нашел первое точное решение уравнений теории тяготения Эйнштейна; создал современную теорию аббераций оптических систем, включая и системы телескопов. Менее известно, что Шварцшильд составил фотометрический каталог, включающий 3500 звезд, а его идею использовать при фотометрии звезд внефокальные изображения Эйнштейна назвал гениальной. Открытый Шварцшильдом закон почернения фотопластинок сыграл важную роль не только в астрономии, но и в экспериментальной физике.

Что касается телескопов, то Шварцшильд поставил задачу отыскания *строго апланатического* двухзеркального телескопа, т.е. системы, в которой точно, а не только в рамках теории третьего порядка, исправлена сферическая абберация и выполняется *условие синусов* Аббе. Последнее условие минимизирует кому в достаточно обширной области вблизи оптической оси. Для конкретного вида апланата, когда вторичное зеркало вогнутой формы расположено между главным зеркалом и первичным фокусом, Шварцшильду удалось найти замкнутые аналитиче-

ские выражения, описывающие форму поверхностей обоих зеркал (Шварцшильд, 1905).

Эти выражения имели настолько сложный вид, что качество изображений в строго апланатическом телескопе оставалось невыясненным вплоть до недавнего времени. Рассматривались только приближения поверхностей Шварцшильда коническими сечениями, допустимые для систем малой и умеренной светосилы. Возникающие в этом случае разложения были указаны уже самим Шварцшильдом; в дальнейшем Кретьен (1922 г.) и Максудов (1932 г.) конкретизировали эти разложения для систем, соответственно, кассегеновского и грегорианского типов, что привело к созданию телескопов, апланатических в приближении 3-го порядка теории аббераций. Как мы видели в разд. 3.5.7, к этому классу относится большинство современных крупных инструментов. Достоинства этих систем и открытие Шмидтом в 1930 г. светосильной широкоугольной камеры обусловили длительное отсутствие интереса к точной теории Шварцшильда.

Такое положение было объяснимо, пока диаметр телескопов Шмидта отвечал нуждам и технологическим возможностям времени. Сейчас ситуация изменилась, и в связи с перечисленными выше задачами наблюдательной астрофизики было бы интересно вернуться к теории Шварцшильда и выяснить, наконец, качество изображений, достижимое с точными апланатами. Шаг в этом направлении был сделан в нашей недавней работе (Теребиж, 2005). Подход Шварцшильда удалось распространить на случаи, когда расположение зеркал следует схемам Кассегрена и Грегори, так что форма поверхностей произвольного строго апланатического двухзеркального телескопа стала описываться едиными выражениями. Кроме того, расширение класса поверхностей, заданных в оптической программе ZEMAX<sup>1)</sup>, позволило изучать апланаты Шварцшильда, пользуясь всеми средствами этой мощной программы. Перефразируя известное выражение, можно сказать, что спустя столетие телескоп Шварцшильда «увидел первый компьютерный свет».

Как и следовало ожидать, в системах малой светосилы (при  $\phi > 5$ ) поверхности Шварцшильда близки к коническим сечениям. Расхождение быстро нарастает по мере увеличения светосилы, так что в области  $\phi < 4$  строгие апланаты демонстрируют существенно лучшее качество изображений, чем приближенные апланаты Ричи–Кретьена и Грегори–Максудова.

---

<sup>1)</sup> ZEMAX Development Corporation, USA.

Рис. 3.26. Оптическая схема кассе-  
греновской системы со строго апла-  
натическими поверхностями зеркал.  
Диаметр телескопа 2 м, фокальное  
отношение  $\phi = 1,2$

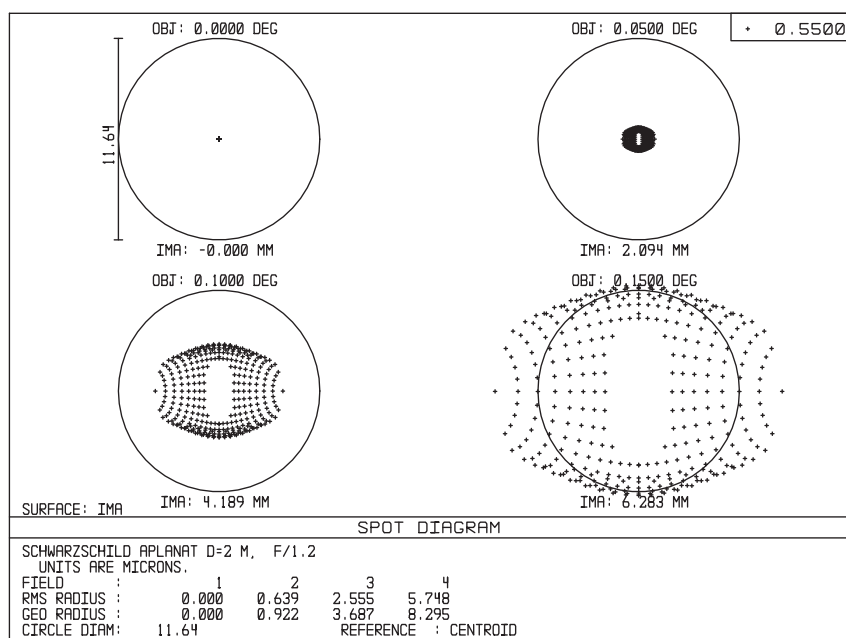
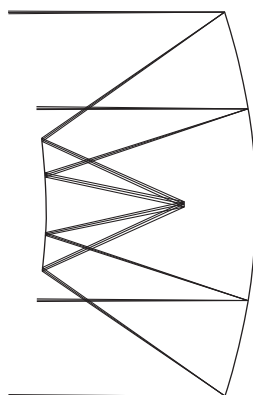


Рис. 3.27. Точечные диаграммы для телескопа, показанного на предыдущем рисунке. Диаметр окружности соответствует 1"

В качестве примера на рис. 3.26 показана схема точного апланата с кассе-греновской конфигурацией зеркал (для согласования разрешений оптики и приемника излучения схему следует масштабировать). Система весьма компактна: расстояние между зеркалами практически вдвое меньше диаметра телескопа. Коэффициент центрального экранирования с учетом поля зрения

$\eta = 0,34$ . Как показывает рис. 3.27, схема обеспечивает поле зрения субсекундного качества диаметром  $0,3^\circ$ , тогда как в системе Ричи–Кретьена той же светосилы говорить о качестве изображений не приходится: даже на оптической оси размеры изображения звезды превосходят 3 мм.

Заметим, что в раздел, касающийся обзорных телескопов, апланаты Шварцшильда включены по той причине, что они обеспечивают значительное поле зрения уже в своей исходной конфигурации, без дополнительной оптики. Для них представляется весьма перспективным делом расчет широкоугольных корректоров поля, аналогичных описанным нами в предшествующих разделах.

Что касается изготовления поверхностей Шварцшильда, то мастеру (тем более — современному, в распоряжении которого имеются станки с компьютерным управлением) не важно, сколь сложным аналитическим выражением представлена форма оптической поверхности. Нужно только задать профиль этой поверхности и рассчитать нуль-корректор, а трудность изготовления поверхности определяется факторами, общими в оптическом производстве, и прежде всего — ее светосилой. Предварительный анализ свидетельствует, что производство апланатических поверхностей — серьезная, но разрешимая на нынешнем технологическом уровне задача.

### **§ 3.8. Космический телескоп «Хаббл» и его преемник — «Джеймс Уэбб»**

Две основные причины обуславливают целесообразность астрономических исследований с телескопами, вынесенными за пределы земной атмосферы:

- Наблюдениям становятся доступны объекты практически во всем спектральном диапазоне, тогда как с поверхности Земли мы изучаем их в узком «окне»  $0,3\text{--}0,7$  мкм видимого участка спектра.
- В космосе можно обеспечить стабильно высокое — дифракционное — качество изображений в поле зрения значительного размера. С развитием адаптивной оптики удалось преодолеть «атмосферный барьер» качества изображений, но только в очень небольшом поле зрения порядка двух угловых минут, так что пока мотивированность внеатмосферных исследований сохраняется.

Имеются и другие положительные факторы, например, возможность накапливать длительные непрерывные временные ря-

ды, но все же главными остаются две указанные выше причины. За последнюю четверть века они побудили вывести на околоземные орбиты десятки специализированных телескопов, предназначенных для исследований в гамма-, рентгеновском, ультрафиолетовом и радио-диапазонах. Основной задачей телескопа «Хаббл» (HST), запущенного в апреле 1990 г. (рис. 3.28), было получение изображений и спектров объектов в видимой и прилегающих к ней областях спектра с пространственным разрешением, на порядок превосходящим достижимое с поверхности Земли.

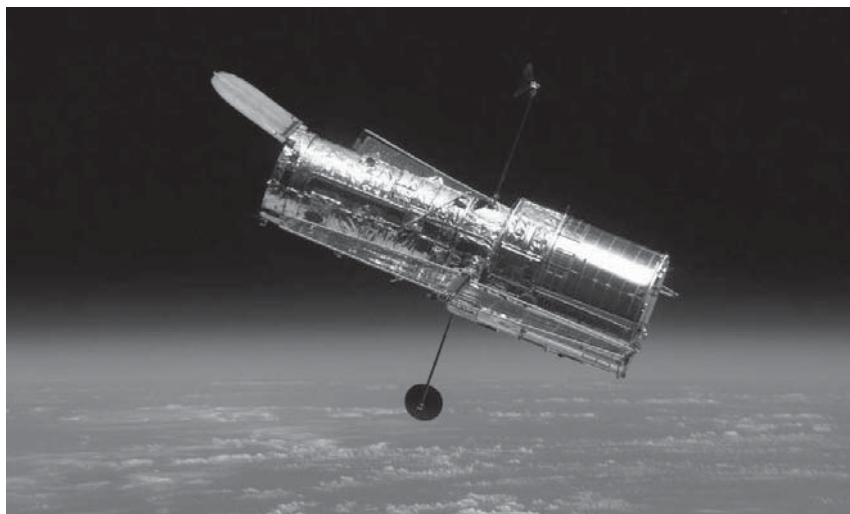


Рис. 3.28. Космический телескоп «Хаббл» с 1990 г. работает на околоземной орбите высотой 600 км. (Фото: НАСА)

HST рассчитывался как апланат Ричи–Кретьена диаметром 2,4 м с умеренным значением фокального отношения для главного зеркала,  $\phi_1 = 2,3$ , но с необычно большим значением этого параметра для всего телескопа:  $\phi = 24,0$  (Шредер, 2000). Спектральный диапазон наблюдений охватывает участок 0,115–1,1 мкм. Оптика телескопа должна была обеспечить среднеквадратическую ошибку волнового фронта не более  $\lambda/20$  для длины волны 0,6328 мкм, т. е. дифракционное качество изображений вплоть до ультрафиолетовой области. Комплект научных приборов включал в себя широкоугольную камеру с фокальным отношением  $\phi = 12,8$ , камеру для наблюдения слабых объектов, способную работать в трех модах:  $\phi = 48, 96$  и 288, спектрограф

для наблюдения слабых объектов, спектрограф высокого разрешения и быстрый фотометр (Холл, 1982).

Очевидно, нельзя достичь высокой разрешающей силы без адекватной системы гидирования. Блок тонкого гидирования, включающий в себя два интерферометра с призмами Кестерса, обеспечивает беспрецедентно малую среднеквадратическую ошибку отклонения телескопа от заданного направления: менее  $0,007''$  за 10 часов и  $0,003''$  за 13 минут. Поэтому система тонкого гидирования HST позволяет не только решать некоторые астрометрические задачи, но и повысить качество прямых снимков путем сложения ряда изображений, каждое из которых получено при смещении оси телескопа с шагом, меньшим размеров одного пиксела.

Акцентируем внимание на больших значениях  $\phi$  для самого телескопа и камеры слабых объектов: фокусное расстояние в сотни метров, нужное для согласования разрешающей силы оптической системы в ультрафиолетовой области спектра с размером пикселей детектора, отнюдь не препятствует наблюдениям предельно слабых объектов. Мнение, что для регистрации слабых источников потребна светосильная оптика, возникло в те времена, когда приемником излучения служила фотографическая эмульсия. Это — существенно нелинейный по величине потока детектор, тогда как современные приемники, регистрирующие события, вызванные отдельными фотонами, линейны при изменении потока на 3–4 порядка (т. е. обладают широким *динамическим диапазоном*). В таких условиях нужно только не ухудшить качество оптического изображения слишком грубыми пикселями приемника, для чего достаточно отодвинуть последний, т. е. увеличить эффективное фокусное расстояние. Уменьшение числа фотонов, падающих за единицу времени на единицу площади приемника, не имеет значения — по пути к приемнику фотоны не исчезают.

Сейчас жизнь HST близится к завершению, и, может быть, не стоило напоминать драматическую историю его рождения, однако история эта столь поучительна, что мы вкратце на ней остановимся. После запуска телескопа выяснилось, что качество его изображений несравненно хуже запланированного. Возникла проблема, относящаяся к классу так называемых *обратных задач* математической физики: нужно было по наблюдаемому размытому изображению звезды выяснить aberrации оптической системы. Анализ показал, что форма поверхности главного зеркала сильно отклоняется от расчетной: квадрат эксцентриситета главного зеркала  $\varepsilon_1^2 = 1,0140$ , тогда как расчетное значение  $1,0023$ .



Чтобы понять масштаб такой ошибки, достаточно сказать, что отклонение поверхности зеркала на краю от расчетной формы составило 2,25 мкм при допустимом отклонении 0,016 мкм. Как следствие, наблюдаемые изображения были испорчены огромной сферической аберрацией. Проблема возникла вследствие неправильной стратегии при изготовлении оптики: зеркало контролировалось только одним методом, а система в сборе не проверялась. Поэтому небольшой сдвиг одного из элементов нуль-корректора, использовавшегося при контроле оптики, не был обнаружен. Между тем, дефект был бы немедленно выявлен уже при простейшем контроле главного зеркала с решеткой Ронки...

Положение спас специальный запуск «космического челнока» (Space Shuttle) в конце 1993 г. Астронавты заменили на HST широкоугольную камеру, а вместо быстрого фотометра установили модуль (COSTAR), содержащий по два небольших корректирующих зеркала для каждого из остальных приборов. В результате телескоп почти в полной мере восстановил расчетное качество изображений на оси, что и послужило основой для потока цен-

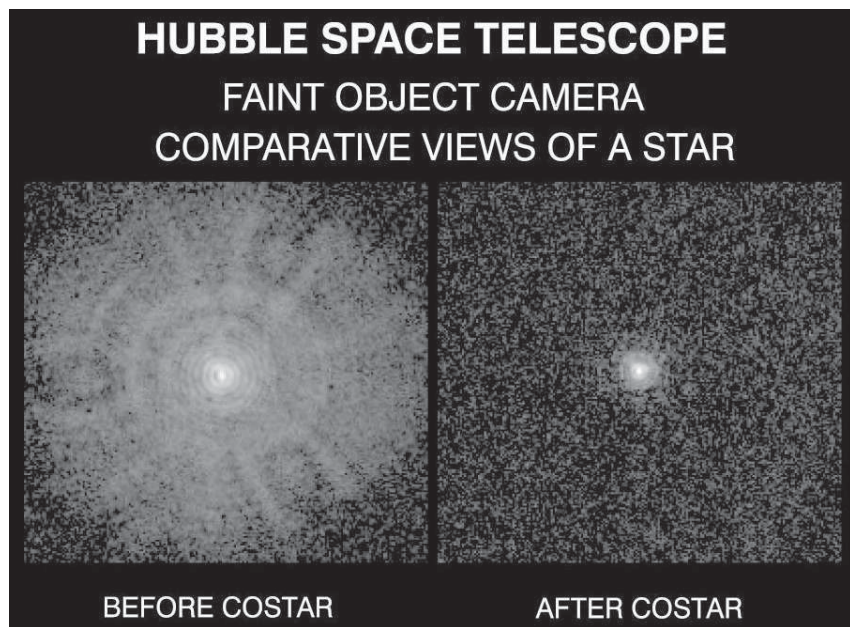


Рис. 3.29. Установка корректирующей оптики на телескопе «Хаббл» позволила исправить ошибки изготовления главного зеркала. Слева: изображение звезды до установки модуля COSTAR, справа — после. (Фото: НАСА)

ных научных результатов (рис. 3.29). Случившееся лишнее подтвердило тот факт, что проект космического телескопа и связанной с ним аппаратуры был глубоко продуман.

Проект следующего большого космического телескопа — «Джеймс Уэбб» (James Webb Space Telescope, JWST) — находится сейчас в стадии разработки. Первоначально проект назывался Next Generation Space Telescope (NGST) и предполагал выведение на орбиту телескопа ближнего ИК-диапазона с мозаичным зеркалом диаметром 8 м. Позже диаметр апертуры снизили до 6 м и назвали телескоп именем руководителя НАСА 1960-х гг. Джеймса Уэбба, сыгравшего важную роль в американской лунной программе (рис. 3.30).

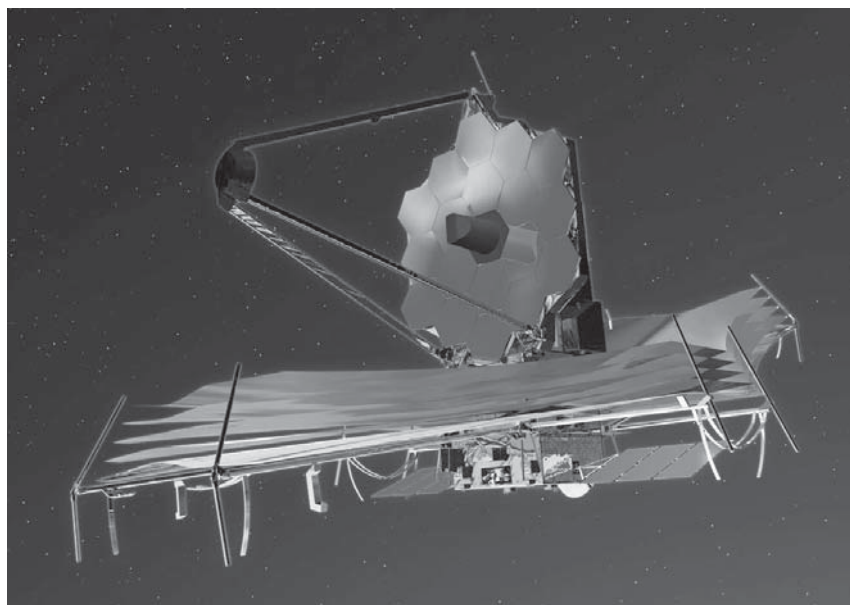


Рис. 3.30. Космический телескоп «Джеймс Уэбб» с мозаичным зеркалом диаметром 6 м. (Рисунок художника, НАСА)

Запуск телескопа намечен на 2010 г. Он должен быть выведен в точку Лагранжа L2, на расстоянии 1,5 млн км от Земли в направлении, противоположном Солнцу. Хотя JWST будет работать в инфракрасном участке спектра 0,6–28 мкм, его можно назвать преемником телескопа «Хаббл» как по уровню решаемых задач, так и в отношении их широкой направленности. Основная задача связана с изучением ранних объектов Вселенной, возникших вскоре после Большого взрыва. Чувствительность JWST

будет на два порядка выше, чем у «Хаббла», а вес — вдвое меньше. Удаленный от Земли и закрытый от солнечных лучей многослойным экраном, JWST охладится до  $-200^{\circ}\text{C}$ , что очень полезно для инфракрасной аппаратуры.

Оптика телескопа JWST выполняется в виде тонких сегментированных зеркал с управляемой формой поверхности. Это, в частности, позволит избежать трудностей, связанных с изменением формы поверхностей зеркал при «выключении» силы тяжести. Кроме того, использование гибких управляемых зеркал дает возможность радикально уменьшить размеры и массу всего телескопа. При запуске зеркала будут находиться в свернутом состоянии, а должный вид оптическая система примет только на орбите. Несмотря на значительные размеры JWST, его масса составит лишь около 5 тонн, в то время как для HST эта величина, от которой прежде всего зависит стоимость проекта, равнялась 11 тоннам. Юстировка и постоянный контроль оптики в процессе наблюдений основаны на решении той самой обратной задачи, которая возникла для HST — восстановлении фазовой информации из анализа дефокусированных изображений звезд.

### § 3.9. Новые черты телескопов

Достижения технологии, на которые опирается прогресс телескопостроения, заслуживают специального рассмотрения. Здесь мы наметим лишь общие контуры многоплановой картины; детальные описания можно найти в книге Вилсона (1999), обзоре Маунтейна и Джиллета (1998) и цитированной в них литературе. Информация последних лет рассеяна по многочисленным рабочим документам и статьям, доступным в Интернете.

#### 3.9.1. Материалы для зеркал

Главная особенность современных материалов, используемых при производстве астрономических зеркал, — исключительно низкий коэффициент теплового расширения  $\alpha$ . Так, для плавленого кварца (fused silica)  $\alpha \simeq 0,4 \cdot 10^{-6} \text{ K}^{-1}$ , а для ULE (Corning Ultra-Low Expansion Glass) и Schott Zerodur (отечественный аналог — ситалл CO115M) коэффициент  $\alpha < 0,05 \cdot 10^{-6} \text{ K}^{-1}$ . Приведенные значения полезно сравнить с таковыми для классического крона ( $8 \cdot 10^{-6} \text{ K}^{-1}$ ) и пирекса ( $3,2 \cdot 10^{-6} \text{ K}^{-1}$ ), употреблявшимися в середине прошлого века. Коэффициент температурного расширения входит как важная составная часть интегральной характеристики качества зеркальной заготовки с точки

зрения теплового воздействия окружающей среды (см. Данжон и Куде, 1935; Максutow, 1984; Вилсон, 1999).

### 3.9.2. Применение тонких и мозаичных зеркал. Телескопы «Кек»

Желание сделать главное зеркало по возможности более тонким обусловлено, прежде всего, тем обстоятельством, что такое зеркало — легкое. Это влечет за собой уменьшение массы его оправы, монтировки телескопа и всех сопутствующих устройств, а в конечном счете — и уменьшение размеров купола. Все эти факторы весьма благотворно сказываются на стоимости комплекса. Кроме того, тонкое зеркало быстрее принимает температуру окружающей среды, что уменьшает конвекцию воздуха вокруг зеркала и его собственные термические деформации. Переход к тонким зеркалам явился ключевым фактором, приведшим к росту апертуры телескопов за последние два десятилетия.

Сейчас «тонким» считается зеркало, для которого отношение диаметра к толщине  $D/T \equiv \chi$  (*aspect ratio*) превосходит примерно 20. Для классических телескопов  $\chi \simeq 8$ , теперь же это отношение нередко более 40. В новых телескопах диаметром до 8,4 м главное зеркало часто делают либо тонким и гибким, либо придают ему сотообразную форму, тогда как в более крупных инструментах применяются мозаичные зеркала. Приведем примеры зеркал первого типа. Для четырех 8,2-м зеркал VLT отношение  $\chi = 46,9$ . В японском телескопе «Субару» (Subaru) того же диаметра  $\chi = 41$ , масса каждого из зеркал равна 23 т (рис. 3.31). Масса одного зеркала LBT диаметром 8,4 м еще меньше — 16 т, при этом фокальное отношение  $\phi = 1,14$  (!).

Для сравнения укажем, что масса главного зеркала 5-м телескопа «Хейл» равна 14,5 т, а для 6-м рефлектора БТА она составляет 42,7 т. Эти телескопы завершили «эру пирекса». Тепловая инерция главного зеркала 5-м телескопа отчасти смягчена приданием ему сотообразной формы, тогда как зеркало БТА выполнено в виде сплошного толстого мениска.

Трудности, связанные с изготовлением большого асферического зеркала можно обойти, если собрать его из элементов гораздо меньшего размера. Пионером этого направления был лорд Росс, который в 1828 г. сделал 150-мм сферическое зеркало, затем вырезал его центральную часть и немного сдвинул ее дальше от фокуса, чтобы уменьшить сферическую аберрацию.

При развитой технологии активной оптики зеркалa диаметром порядка 10 и более метров выгоднее собирать из отдельных тонких элементов, положение и форма которых корректируются

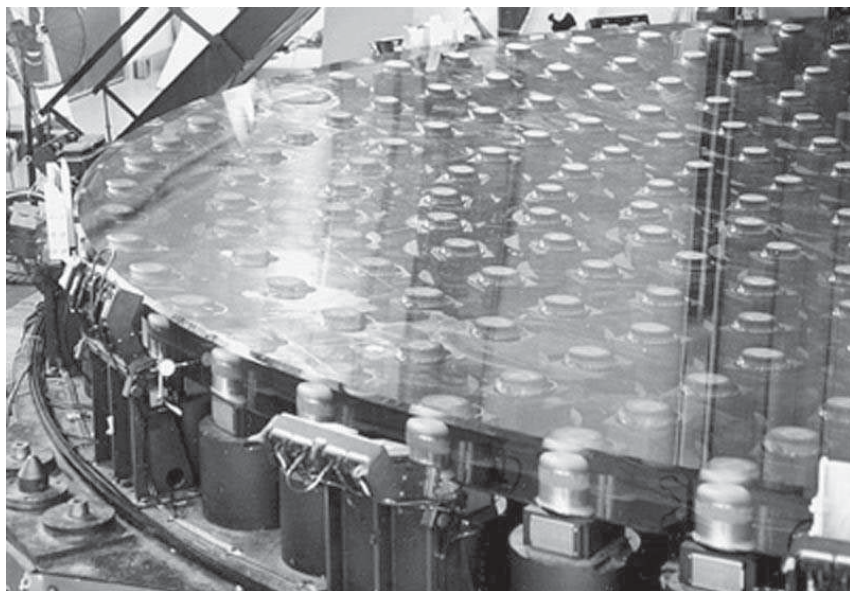


Рис. 3.31. Главное зеркало телескопа «Субару» диаметром 8,2 м до его аллюминирования. Обратите внимание на толщину диска

в текущем времени. Если элементы имеют сферическую поверхность, то интегральная форма поверхности главного зеркала остается сферой, как это имеет место для телескопов HET и SALT. Если же нужно получить асферическое главное зеркало, то приходится делать асферические элементы с формой поверхности, зависящей от их положения. Такой путь был реализован при строительстве 10-м телескопов «Кек» (Keck). Обратим внимание на важное обстоятельство: мозаичная структура главного зеркала позволяет сделать его очень светосильным, собирая из элементов умеренной и малой светосилы. При этом телескоп получается компактным и более дешевым (рис. 3.32).

Телескопы с мозаичными главными зеркалами не составляют особой группы в оптическом аспекте, но с точки зрения технологии интересно остановиться на ранних представителях этого семейства — телескопах «Кек».

Каждый из пары рефлекторов, расположенных на расстоянии 85 м друг от друга, имеет апертуру диаметром 9,82 м. Параболоидальное главное зеркало составлено из 36 гексагональных элементов поперечником 1,8 м, изготовленных методом *полировки под нагрузкой* (stress polishing). Метод основан на том же принципе, который использовал Шмидт при изготовлении первой



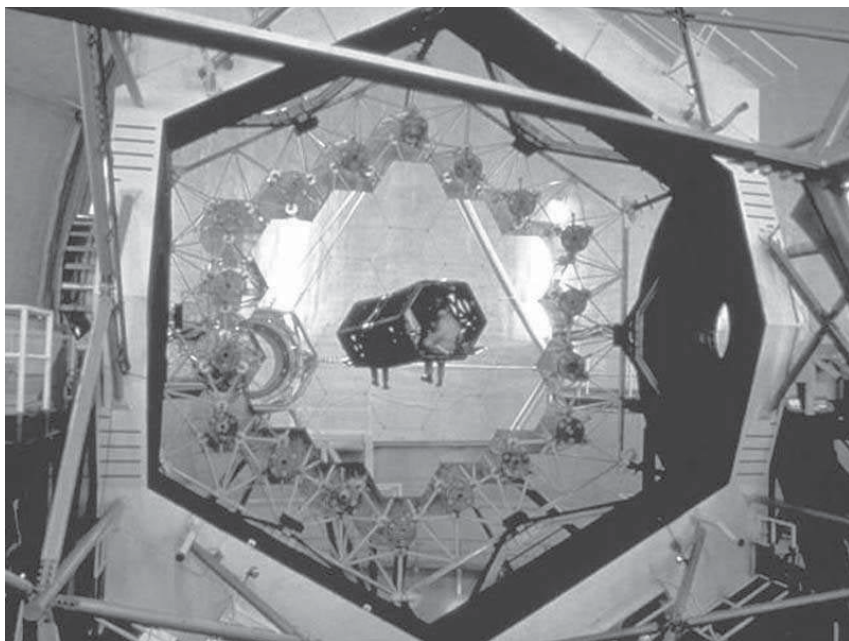


Рис. 3.32. Главное зеркало телескопа «Кек» диаметром 9,82 м в процессе сборки

коррекционной пластины (см. разд. 3.7.1): заготовка подвергается специально рассчитанной нагрузке, в этих условиях выполняется точная сферическая форма поверхности, которая переходит в искомую форму при снятии распределенной нагрузки. Существенная особенность зеркальных элементов «Кек» заключалась в том, что нужно было получить поверхности, не обладающие осевой симметрией — с проблемой такого рода столкнулись впервые. Глубокое теоретическое изучение задачи и предварительное моделирование показали реальность пути, в результате новая технология обеспечила форму поверхности элементов, близкую к расчетной.

Окончательная доводка поверхностей выполнялась путем *фигуризации ионным пучком* (ion beam figuring). Этот метод, введенный в широкую практику Eastman Kodak Company около 1990 г., заключается в следующем. При бомбардировке поверхности пучком ионов заданной интенсивности и структуры с нее удаляется слой вещества, так что в принципе поверхности зеркала можно придать сколь угодно сложную форму. Технология позволяет обрабатывать участки поверхности в широком диапа-

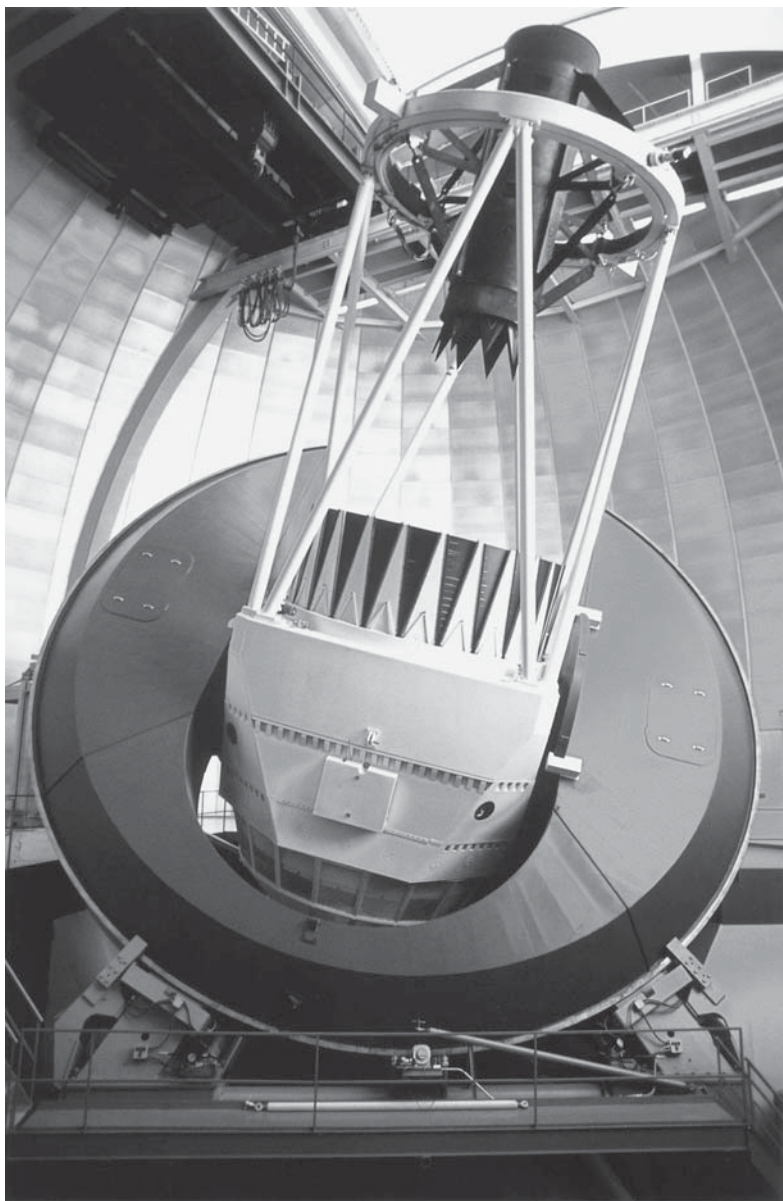


Рис. 3.33. 4-м рефлексор «Бланко» Межамериканской обсерватории Серро-Тололо (Чили). Его действующая апертура 150 дюймов = 381 см. Вес подвижной части 375 тонн. Это близнец телескопа «Мейол» Национальной оптической астрономической обсерватории (NOAO) на Китт-Пик в Аризоне. (Фото: NOAO/AURA/NSF)



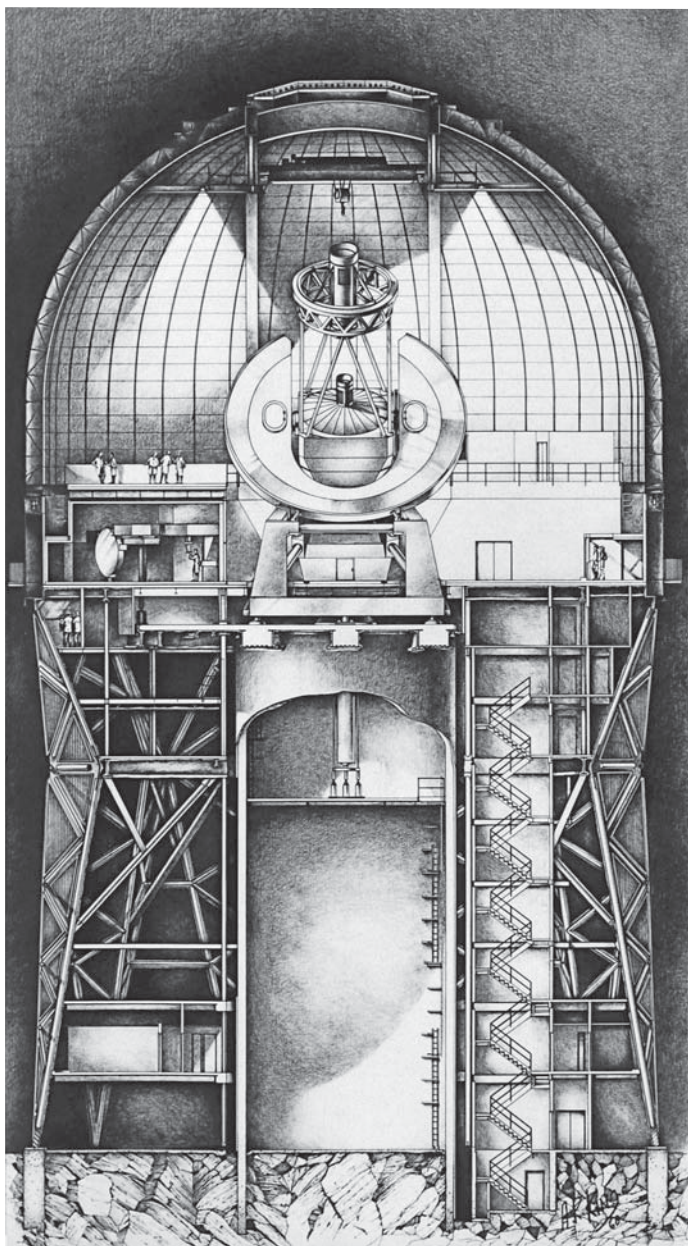


Рис. 3.34. Общий вид (в разрезе) башни 4-м рефлектора «Мейол» Национальной обсерватории Китт-Пик в Аризоне. (Рисунок: A.R.King/NOAO/AURA/NSF)

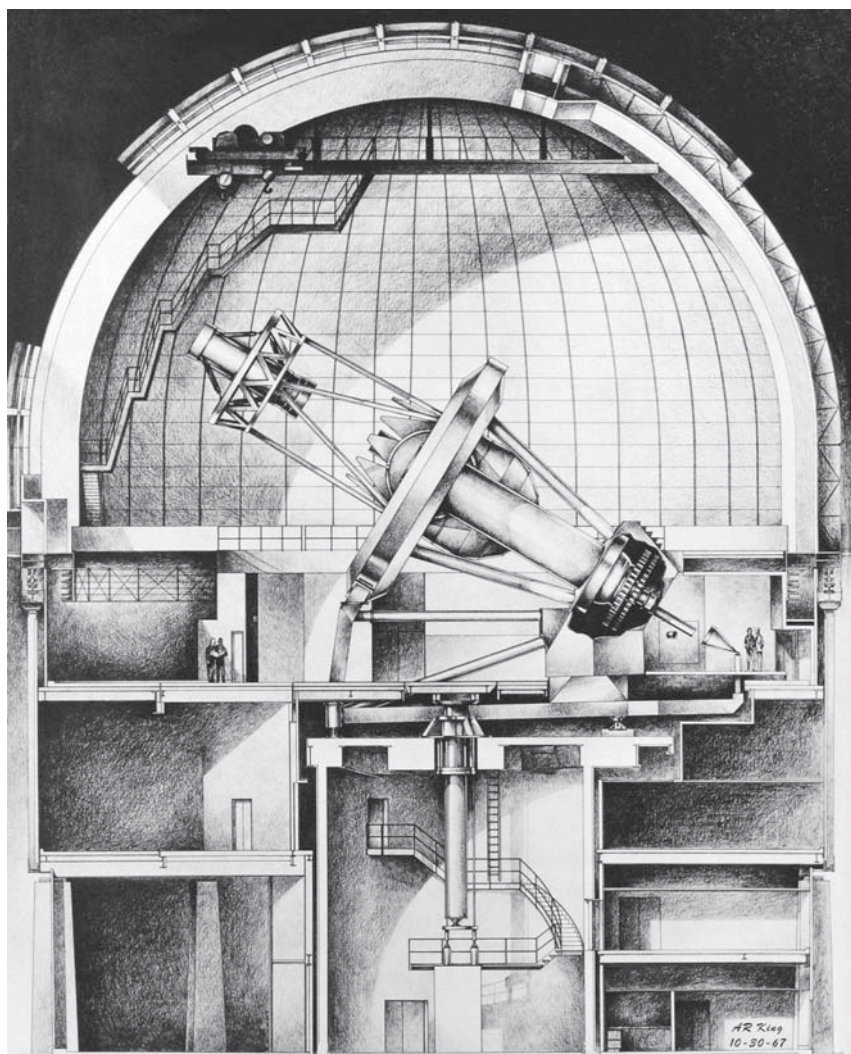


Рис. 3.35. Верхние площадки и подкупольное пространство башни 4-м рефлектора «Мейол» обсерватории Китт-Пик. Известный американский астроном Николас Ульрих Мейол (Mayall N.U.) в 1960–1971 гг. был первым директором Национальной обсерватории Китт-Пик. (Рисунок: A.R.King/NOAO/AURA/NSF)

зоне размеров независимо от их положения на зеркале, процесс рассчитывается и контролируется с помощью компьютеров.

Эффективное значение  $\phi$  для собранного зеркала «Кек» необычно велико — 133. Показательно, что башни телескопов



Рис. 3.36. Обсерватория «Кек» на вершине Мауна Кеа (о. Гавайи). Башни 10-м телескопов объединены лабораторным корпусом

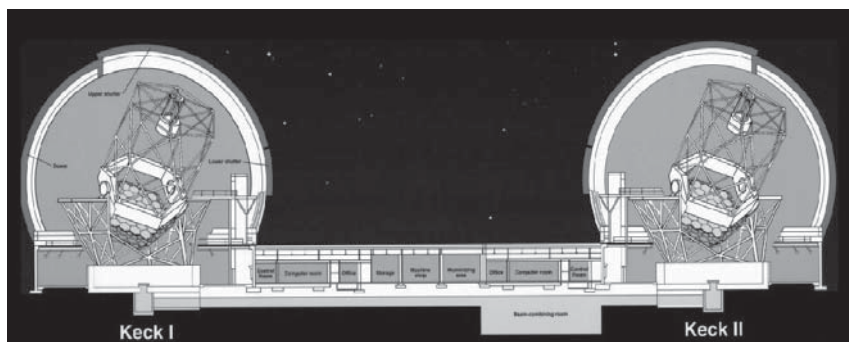


Рис. 3.37. Схема башен телескопов «Кек I» и «Кек II»

«Кек» имеют примерно те же размеры, что и башня 4-м рефлектора обсерватории Китт-Пик, построенного в 1970-е годы. Хорошее качество изображений во многом обусловлено размещением телескопов в одном из лучших с точки зрения астроклимата мест на Земле — вблизи вершины горы Мауна Кеа (Гавайские о-ва), на высоте 4150 м. Положение и наклон зеркальных элементов

подстраиваются два раза в секунду с помощью 180 актюаторов. Система активной оптики обеспечивает изображения размером  $\Delta_{80} \simeq 0,4''$ , дальнейшие меры по улучшению изображений опираются на рафинированную систему адаптивной оптики.

Весь проект был в ряде отношений новаторским, его разработка и успешная реализация во многом являются заслугой Дж. Нелсона. Может быть, одной из самых впечатляющих черт проекта была пунктуальность выполнения программы. Так, на строительство второго из телескопов отводилось 69 месяцев; оно было начато в январе 1991 г. и завершено в октябре 1996 г. — точно в срок.

### **3.9.3. Точность изготовления больших оптических поверхностей**

Трудности производства астрономической оптики во многом обусловлены большими размерами поверхностей. Согласно критерию Рэлея (который ныне полагают недостаточно жестким), оптическая система может считаться дифракционной, если полный размах отклонения от сферы выходящего из нее волнового фронта меньше  $\lambda/4$ ; практически равносильный ему критерий Марешала требует, чтобы среднеквадратическая ошибка волнового фронта не превосходила  $\lambda/14$ . Напомним, что ошибку волнового фронта данной величины вносит отражение от поверхности, рельеф которой имеет вдвое меньшие дефекты.

Сейчас точность изготовления поверхностей диаметром в несколько метров достигла величины  $\sim \lambda/80$  (среднеквадратическая ошибка) для длины волны  $\lambda = 0,6328$  мкм гелий-неонового лазера, причем качество асферических поверхностей мало уступает таковому для сферических поверхностей. Чтобы «почувствовать» относительную величину приведенного выше отклонения, заметим, что в масштабах Черного моря оно соответствует волнам высотой около 1 мм.

Эти цифры говорят о реальности достижения дифракционного качества изображений в больших телескопах, тем более, что системы активной оптики позволяют отчасти исправить ошибки изготовления поверхностей. Поэтому становится обычной столь желаемая астрономами ситуация, когда качество изображений при наблюдениях, не использующих адаптивную оптику, определяется уже не телескопом, а состоянием атмосферы.

### **3.9.4. Активная оптика**

Термин активная оптика используется в тех случаях, когда минимальное время между последовательными сеансами коррекции оптики телескопа и его окружения достигает примерно одной



секунды. Коррекция учитывает сведения о текущих положениях элементов оптики, температуре окружающей среды, направлении и скорости ветра, изменении ориентации телескопа в заданном поле силы тяжести и некоторые другие факторы. Датчиком состояния телескопа служит анализатор волнового фронта, выполненный, например, согласно схеме Гартмана–Шэка. Эта схема предполагает размещение в выходном зрачке телескопа совокупности маленьких линзочек, так что смещения отдельных изображений на детекторе дают информацию о форме волнового фронта. Весь комплекс построен по обычному принципу систем с отрицательной обратной связью.

### 3.9.5. Адаптивные оптические системы

Так называют системы, способные в реальном времени компенсировать атмосферное размывание изображений. От активной оптики адаптивные системы отличает диапазон частот: временной спектр мощности атмосферных вариаций волнового фронта сосредоточен преимущественно в интервале 1–1000 Гц. Пионером в этой области был Хэролд Бэбкок, предложивший в 1953 г. сравнительно простую схему компенсации наклонов фронта. Как это обычно случается, поначалу идея не привлекла внимания, но в последнюю четверть века мы были свидетелями бурного развития этого направления (тем более, что оно важно для военных задач).

На рис. 3.38 показана схема телескопа, оснащенного адаптивной системой. Очевидно, для коррекции волнового фронта, идущего от объекта (на рисунке он условно изображен в виде спиральной галактики), нужен референтный фронт заданной формы. Его источником служит либо расположенная в близком к объекту направлении звезда, либо искусственный источник света, формируемый лазерным лучом в атмосфере.

Вообще говоря, можно было бы исправлять фронт путем локальных изгибов одного из зеркал, но проще построить небольшое изображение  $EP_2$  главного зеркала на корректирующем элементе  $DM$ . Это изображение является промежуточным выходным зрачком телескопа; он формируется путем перебрасывания коллиматором  $C$  выходного зрачка  $EP_1$  собственно двухзеркальной системы на деформируемое зеркало  $DM$ . Свет, отраженный от  $DM$ , поступает на делитель пучка  $BS$ , отводящий часть потока в датчик волнового фронта  $WFS$ , основной поток проходит к собственно научной аппаратуре  $SD$ , скажем, камере поля. Сведения о форме волнового фронта, полученные с помощью датчика  $WFS$ , поступают в систему анализа данных (специализи-

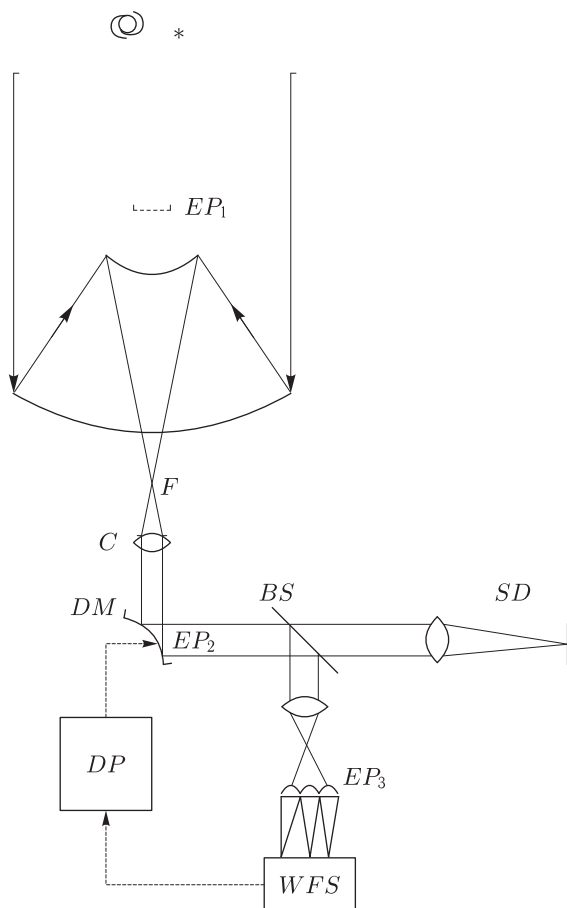


Рис. 3.38. Принципиальная схема телескопа с адаптивной оптической системой.  $EP_1$  — выходной зрачок двухзеркального телескопа,  $C$  — коллиматор,  $EP_2$  и  $EP_3$  — промежуточные зрачки,  $DM$  — деформируемое зеркало,  $BS$  — делитель пучка,  $SD$  — научный прибор,  $WFS$  — датчик формы волнового фронта,  $DP$  — анализатор формы волнового фронта

рованный компьютер)  $DP$ , а затем — на деформируемое зеркало  $DM$ . Описанный цикл измерений и коррекций действует очень быстро, за время, пока характер атмосферных искажений еще не успевает заметно измениться. Поэтому удастся корректировать основную часть потока таким образом, что на делитель и в научный канал поступает почти плоский референтный волновой фронт. Тем самым восстанавливается исходная форма волнового фронта от объекта, несущая информацию о его структуре.



Рис. 3.39. Лазерный луч, выходящий из башни телескопа «Кек», возбуждает искусственную звезду в стратосфере. Если «звезда» формируется на высоте 10–15 км, то ее свечение обусловлено рэлеевским рассеянием; при формировании источника на высоте 90–95 км его свечение связано с резонансным рассеянием света на атомах натрия

Добавим несколько слов об элементах, входящих в принципиальную схему. Деформируемое зеркало не только должно работать в указанном выше широком диапазоне временных частот, но и корректировать высокие пространственные частоты, т.е. исправлять достаточно малые участки волнового фронта.



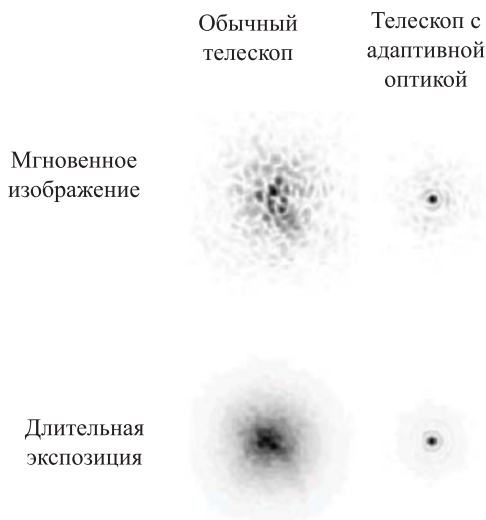


Рис. 3.40. Изображение звезды (негатив), полученное с короткой (вверху) и длительной (внизу) экспозициями без использования (справа) и с использованием (слева) системы адаптивной оптики

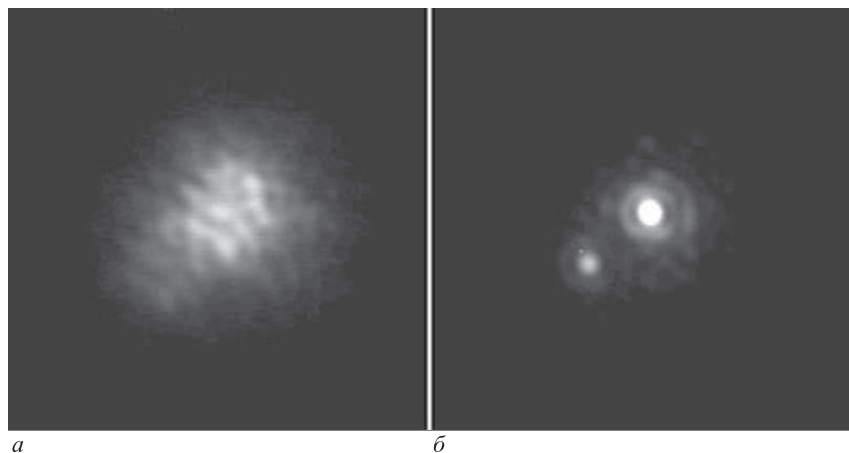


Рис. 3.41. Изображение двойной звезды, полученное телескопом «Субару» (Япония) без применения (а) и с применением (б) системы адаптивной оптики. Детектор волнового фронта и «мягкое» зеркало содержат по 36 элементов, управляемых с частотой до 2 кГц. Диаметр области изопланатизма  $1'$

Поэтому  $DM$  — сложные и дорогие устройства, размеры которых обычно составляют от 10 до 50 см. Деление потока на  $BS$  чаще всего проводится в спектральной области — дихроичным филь-

тром, — так что научная аппаратура и сенсор *WFS* работают с излучением в разных диапазонах длин волн. Для датчика *WFS* применяют разные схемы, среди них популярно устройство Гартмана–Шэка. Реальные системы адаптивной оптики, работающие сейчас на многих крупных телескопах, включают в себя целый ряд дополнительных элементов, что значительно усложняет и разнообразит схемы.

Искажения волнового фронта атмосферной турбулентностью коррелированы лишь в пределах небольшого угла зрения, поэтому применение систем адаптивной оптики пока ограничено областью, в пределах которой удаление референтного источника света от объекта не превосходит  $\sim 2'$ . Расширению поля зрения адаптивных систем посвящено в последнее время много исследований.

В качестве примера результатов, полученных с адаптивными системами, приведем данные наблюдений, выполненных в конце 2001 г. на одном из 8,2-м телескопов VLT Европейской южной обсерватории на горе Параналь (Чили). Размеры скорректированных изображений звезд на длине волны 1,2 мкм составили  $0,04''$ , что практически совпадает с теоретическим пределом для телескопа данного диаметра: формула (1) дает для  $\Delta_{80}$  значение  $0,07''$ . Таким образом, современные наземные телескопы преодолели «атмосферный барьер» разрешения, что очень важно ввиду высокой стоимости космических систем.

### **3.9.6. Роботизированные системы ROTSE-III, RAPTOR и MASTER**

Оптическое отождествление объектов, порождающих мощные гамма-всплески, потребовало телескопов, способных наводиться на нужный участок неба за время порядка нескольких секунд. Крупных систем с такими возможностями пока нет, но и телескопы диаметром порядка 30–50 см достаточны для обнаружения наиболее ярких источников. Очевидно, весь процесс наблюдений, включая получение информации о всплеске, наведение телескопа, регистрацию и предварительный анализ изображения, должен быть автоматизирован. Начиная с конца 1990-х гг. введены в действие несколько роботизированных систем, предназначенных не только для решения указанной выше задачи, но и вообще для фиксации на небе преходящих событий всякого рода.

Хорошим примером такой системы может служить ROTSE-III (Robotic Optical Transient Search Experiment), разработанная коллективом исследователей США и Австралии.

Телескоп диаметром 450 мм с фокусным расстоянием 850 мм рассчитан Х.Эппсом (рис. 3.42). Поле зрения телескопа  $2w = 2,64^\circ$ , наблюдения проводятся в спектральном диапазоне 0,40–0,90 мкм. Поскольку вторичное зеркало — плоское, четырехлинзовую систему нужно рассматривать как корректор в первичном фокусе параболического зеркала. Конечно, можно

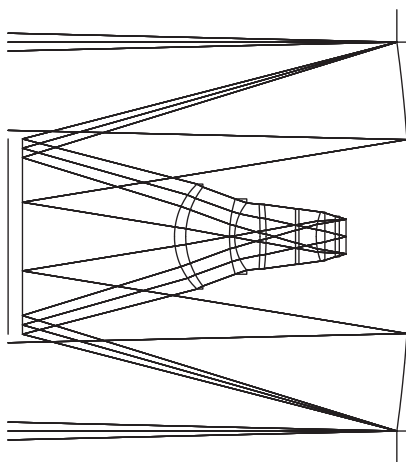


Рис. 3.42. Оптическая схема телескопа ROTSE-III диаметром 450 мм с относительным фокусом  $\phi = 1,89$

было бы обойтись и без плоского зеркала, с которым коэффициент линейного экранирования  $\eta = 0,50$ , но тогда телескоп не был бы столь компактным и подвижным.

Иной путь выбрали исследователи из Национальной лаборатории Лос Аламос (США) при создании системы RAPTOR (Rapid Telescopes for Optical Responce). Система включает в себя комплект камер с объективами Canon f/1,2 диаметром 71 мм, которые в совокупности следят за объектами до 12-й звездной величины в пределах  $1500^\circ$ , а также центральную камеру с объективом Canon f/2,8 диаметром 143 мм, которой доступны объекты 16-й величины в поле зрения  $12,5^\circ$ . Временное разрешение системы равно 60 секунд. Весь комплекс установлен на платформе, центральный телескоп способен навестись на обнаруженный в широком поле новый объект за несколько секунд.

В России, вблизи Москвы, действует роботизированная система MASTER (Mobile Astronomical System of the Telescope-Robots), созданная группой астрономов под руководством В.М. Липунова. В системе используется телескоп диаметром

350 мм с фокусным расстоянием 855 мм (рис. 3.43), рассчитанный автором данного очерка и изготовленный Г.В.Борисовым (ГАИШ МГУ).

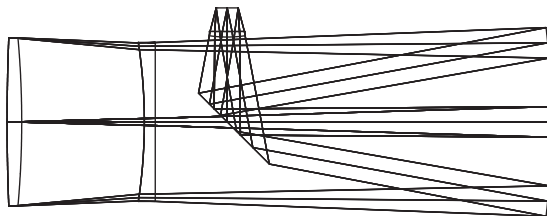


Рис. 3.43. Оптическая схема телескопа диаметром 350 мм с относительным фокусом  $\phi = 2,4$ , установленного в системе MASTER

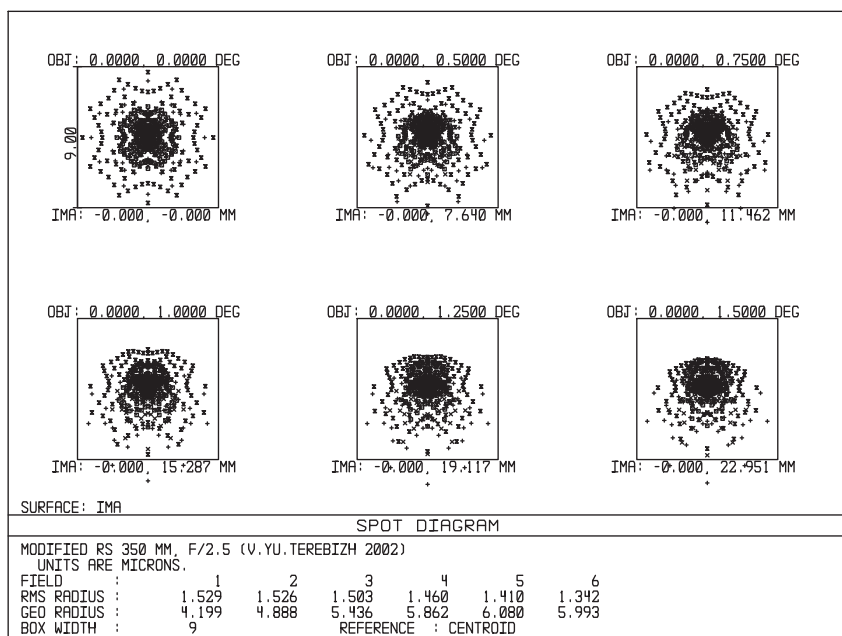


Рис. 3.44. Расчетные точечные диаграммы телескопа системы MASTER в поле 0,43–0,66 мкм, отвечающие значениям полевого угла 0, 0,5°, 0,75°, 1,0°, 1,25° и 1,5°. Сторона квадрата равна 9 мкм

Сравнение рисунков 3.20 и 3.43 показывает, что базовая схема Рихтера–Слефогта была модифицирована, а именно, раздвинуты линзы корректора и введена линза поля. Это позволило достичь дифракционного качества изображений в плоском поле

зрения диаметром  $5^\circ$  (среднеквадратический радиус изображения звезды в полосе 0,43–0,80 мкм на краю поля равен 2,3 мкм). Все оптические поверхности по-прежнему имеют сферическую форму, линзы изготовлены из недорогого стекла К8 (аналог Schott BK7). Чтобы чрезмерно не увеличивать экранирование света, было решено ограничиться полем зрения  $3^\circ$ , при этом линейный коэффициент экранирования  $\eta = 0,42$ . Точечные диаграммы приведены на рис. 3.44, квадрат соответствует размерам пиксела широко используемых сейчас матриц. Регистрация звезд 19-й величины требует времени экспозиции 1 мин.

### 3.9.7. Некоторые другие особенности телескопов

Добавим к сказанному выше несколько замечаний, касающихся характерных особенностей современных телескопов.

**Алт-азимутальные монтировки** применяются для оптических телескопов с давних пор, достаточно упомянуть большие телескопы лорда Росса и Вильяма Гершеля. Современный этап, связанный с использованием компьютеров, нужно отсчитывать от времени введения в строй 6-м рефлектора БТА. Сейчас почти все крупные телескопы устанавливаются на такой монтировке.

**Коэффициент отражения** зеркальных поверхностей в видимом диапазоне длин волн составляет сейчас не менее 0,95, достигая в отдельных случаях 0,99. Очевидно, не стоило бы строить большие телескопы, если бы потери света в них были значительны. Кроме того, хорошее отражение от зеркал позволяет увеличить их количество и тем самым использовать сложные оптические схемы. То же относится и к поверхностям линз: коэффициент отражения света в видимом диапазоне при современных просветляющих покрытиях не превосходит 1 %.

**Качество атмосферных изображений** в наилучших с точки зрения астроклимата местах на Земле (Гавайские и Канарские острова, Чилийские Анды) составляет  $0,45''$ – $0,70''$ . Эти значения примерно вдвое меньше тех, которые были типичны для мест установки телескопов предыдущих поколений. Фактор немаловажен, так как эффективность большей части наблюдательных программ обратно пропорциональна диаметру звездных изображений.

### 3.9.8. Стоимость телескопов

Нет нужды доказывать, что стоимость телескопов играет не последнюю роль при выборе диаметра апертуры, оптической схемы, конструкции башни и всех сопутствующих технологических решений. Телескоп – сложное устройство, включающее в себя предельно точную оптику огромных размеров, лучшие на

данный момент детекторы света и обширный комплекс научной и обслуживающей аппаратуры. В совокупности это стоит порядка десятков–сотен миллионов долларов США (М\$), что, впрочем, совсем немного по сравнению с кораблями, самолетами и другими системами военного назначения. Космические телескопы сильно разнятся от наземных и друг от друга, так что вопрос об их стоимости требует особого рассмотрения.

Отвлекаясь от умеренных частных отклонений, Рул (1971) и Мейнел (1978) выяснили, что стоимость телескопа  $C$  степенным образом зависит от его диаметра:

$$C \simeq \kappa D_m^\nu, \quad (7)$$

где диаметр апертуры измеряется в метрах, а показатель степени  $\nu \simeq 2,5\text{--}2,8$ . В пересчете на цены 1998 г., выраженные в М\$, постоянная  $\kappa$  равна примерно 0,71. Полагая для определенности  $\nu = 2,6$ , можно было ожидать, что телескопы диаметром 8,2 м, 9,8 м и 25 м будут стоить, соответственно, 170, 270 и 3000 М\$. Между тем, затраты на телескоп «Субару» (Япония) диаметром 8,2 м составили около 100 М\$; проект VLT, включающий в себя строительство четырех основных телескопов диаметром 8,2 м каждый и нескольких вспомогательных телескопов, оценивается в 200 М\$. Бюджет двойного телескопа LBT (8,4 м  $\times$  2) составил 88 М\$. Затраты на первый 9,8-м телескоп «Кек I» достигли 94 М\$; проработка технологии на первом экземпляре заметно снизила стоимость второго рефлектора («Кек II»): 78 М\$. Самый крупный на данный момент телескоп GTC диаметром более 10 м стоил 112 М\$. Наконец, ожидаемая стоимость весьма сложного проекта LSST составляет около 200 М\$.

Таким образом, стоимость современных наземных телескопов гораздо ниже той суммы, в которую их оценили бы четверть века назад. Конечно, это обусловлено новым уровнем технологии: использование легких и светосильных зеркал радикально уменьшает и упрощает монтажки телескопов и башни. Здесь важны практически все факторы, которые были перечислены во Введении и данном разделе. На старом технологическом уровне проекты строительства телескопов диаметром более 20 м были совершенно нереальны, тогда как сейчас стоимость таких проектов, будучи достаточно большой — порядка нескольких миллиардов долларов, — остается в разумных пределах.

Привлекательное исключение из указанной выше зависимости составляют телескопы HET и SALT стоимостью, соответственно, 13,5 и 10 М\$ при диаметре 9,2 м. Причину этого мы уже обсуждали. Столь резкое отклонение от среднего говорит в

пользу разработки специализированных телескопов; их возможности в некоторых отношениях ограничены, но это возмещается наличием многих универсальных инструментов.

### § 3.10. Гигантские телескопы будущего

Может быть, телескопостроение наиболее ясным образом показывает временную обусловленность наших характеристик: подобно тому, как в начале XX в. «гигантским» называли телескоп с апертурой порядка 2 м, теперь, при действующих

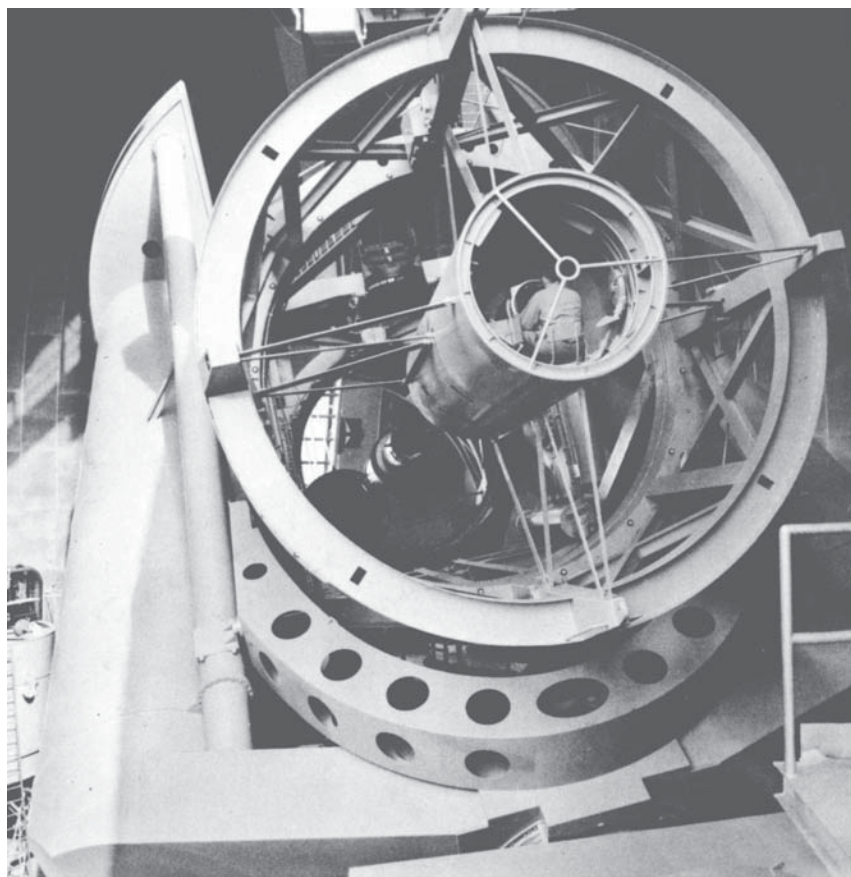


Рис. 3.45. 5-м телескоп «Хейл» обсерватории Маунт Паломар (Калифорния), построенный в 1948 г. В кабине главного фокуса, спиной к нам, сидит наблюдатель, в задачу которого входила смена фотопластинок и гидирование телескопа в течение экспозиции





Рис. 3.46. 8,1-м телескоп Gemini North на горе Мауна Кеа (о. Гавайи), построенный в 2000 г. Его сравнение с 5-м телескопом «Хейл» демонстрирует существенное облегчение конструкции крупных рефлекторов



Рис. 3.47. Башня телескопа Gemini North на горе Мауна Кеа (о. Гавайи), строительство которой было закончено в 1998 г.

10-м рефлекторах, таковыми уместно называть телескопы диаметром не менее 20 м (рис. 3.45–3.50). Соответствующие проекты интенсивно разрабатываются. Так, в проектах GSMT (Giant Segmented Mirror Telescope) и CELT (California Extremely Large Telescope) предполагается создать 30-м телескопы. Первый из них выполняется по классической схеме Кассегрена, второй — по схеме Ричи–Кретьена. Для того чтобы получить представление о масштабах работы, упомянем, что гиперболическое главное зеркало CELT должно состоять из 1098 (!) внеосевых элементов диаметром около 1 м. Проект Еuro50, в котором принимают участие Швеция, Ирландия, Испания, Великобритания и Финляндия, нацелен на создание 50-м телескопа. Уже не гигантским, а скорее грандиозным можно назвать рефлектор диаметром 100 м, возможность создания которого обсуждается в проекте OWL (Overwhelmingly Large Telescope). Согласно Ф. Диериксу, ведущему оптику ESO, сферическое главное зеркало OWL будет собрано из 2000 элементов диаметром 2 м, плоское вторичное зеркало укоротит телескоп, а нужное качество изображений обеспечит четырехзеркальный корректор, расположенный на полупути между главным и вторичным зеркалами. Во все эти телескопы должны быть изначально встроены системы адаптивной оптики. Имеются и другие разработки гигант-

ских телескопов, мы ограничимся кратким описанием телескопов GSMT и Euro50.

Понятно, что при расчете гигантских телескопов сначала были детально изучены системы со сферическим главным зеркалом. Основное преимущество такого многоэлементного зеркала — сравнительно низкая стоимость. Оказалось, однако, что для получения дифракционных изображений в поле зрения диаметром  $\sim 2'$  телескоп со сферическим главным зеркалом должен включать в себя 3–4 дополнительных больших зеркала, что делает его дороже двухзеркального телескопа с асферическим главным зеркалом (последнее, конечно, тоже выполнено по мозаичной технологии). Таким образом, в качестве базовых систем гигантских телескопов предпочтительны апланатические схемы Кассегрена и Грегори. Первая из них компактнее, что немаловажно для очень большого телескопа, но система Грегори имеет свои преимущества: 1) вторичное зеркало, образующее деформируемый компонент системы адаптивной оптики, заметно меньше; 2) вогнутое вторичное зеркало изготовить несравненно легче, нежели выпуклое; 3) доступен центр кривизны вторичного зеркала, что облегчает построение системы адаптивной оптики.

### 3.10.1. Проект GSMT

Разработка телескопа проводится более чем двумя десятками организаций и отдельных групп, прежде всего, Калифорнийским технологическим институтом (Caltech) и Европейской южной обсерваторией (ESO) под общим контролем AURA (Association of Universities for Research in Astronomy, USA). Инструмент предполагается ввести в действие в течение ближайшего десятилетия.

Для телескопа диаметром 30 м выбрана классическая схема Кассегрена с относительным фокусным расстоянием  $\phi = 18,8$  и полем зрения  $20'$ . Параболическое главное зеркало высокой светосилы ( $\phi = 1,0$ ) состоит из 618 сегментов размером чуть больше метра, управляемых тысячами актюаторов. Апертурная диафрагма совпадает с вторичным зеркалом, что позволяет сделать последнее сравнительно небольшим (2 м) и уменьшить задний отрезок телескопа.

Несколько слов о возможностях GSMT в научном плане. Телескоп будет оснащен многощелевым спектрографом, позволяющим одновременно получать спектры многих слабых галактик с красным смещением  $z > 3$  в поле диаметром  $20'$ , и тем самым построить крупномасштабное трехмерное распределение

галактик во Вселенной. При качестве изображений в близкой инфракрасной области около  $0,02''$  удастся измерить внутренние движения и химический состав газа в самых ранних областях звездообразования после Большого взрыва. Наличие системы активной оптики и коронографической моды поставит на новый уровень задачу поиска и изучения планет вокруг звезд.

### 3.10.2. Проект Еуго50

Приведенные выше аргументы относительно достоинств различных оптических систем, дополненные соображениями о стоимости телескопов, обусловили выбор оптической системы телескопа Еуго50 в пользу апланатической системы Грегори (рис. 3.48).

Как было сказано в разд. 3.4.4, главное и вторичное зеркала этой системы имеют эллипсоидальную форму. Сплошное вторичное зеркало диаметром 4 м входит в систему адаптивной опти-

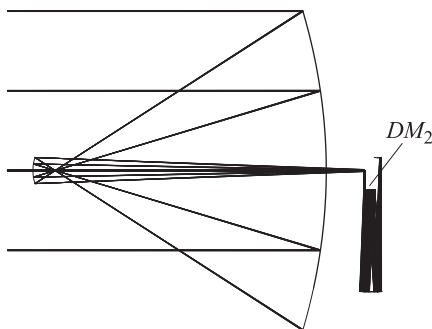


Рис. 3.48. Оптическая схема телескопа Еуго50, включая систему адаптивной оптики

ки. Деформирование поверхности этого зеркала осуществляется 4000 актюаторов. Система адаптивной оптики включает в себя второе деформируемое зеркало ( $DM_2$  на рис. 3.48).

Представляет интерес корректор прямого фокуса телескопа (рис. 3.49). Мы указывали в разд. 3.4.3, что система Грегори, в отличие от системы Кассегрена, формирует действительный выходной зрачок (он расположен вблизи первичного фокуса). Если установить корректирующее зеркало в выходном зрачке, то можно добиться устранения всех aberrаций 3-го порядка, т. е. получить анастигмат. На рис. 3.49 левое зеркало корректора Еуго50 играет роль вторичного зеркала системы Грегори, правое зеркало установлено вблизи выходного зрачка двухзеркальной системы, наконец, перед результирующим фокусом всей системы

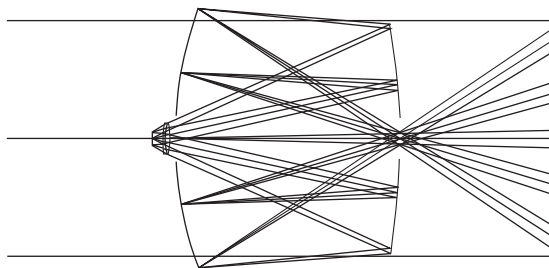


Рис. 3.49. Корректор прямого фокуса телескопа Еуго50. Главное зеркало (не показано) находится справа, детектор — слева

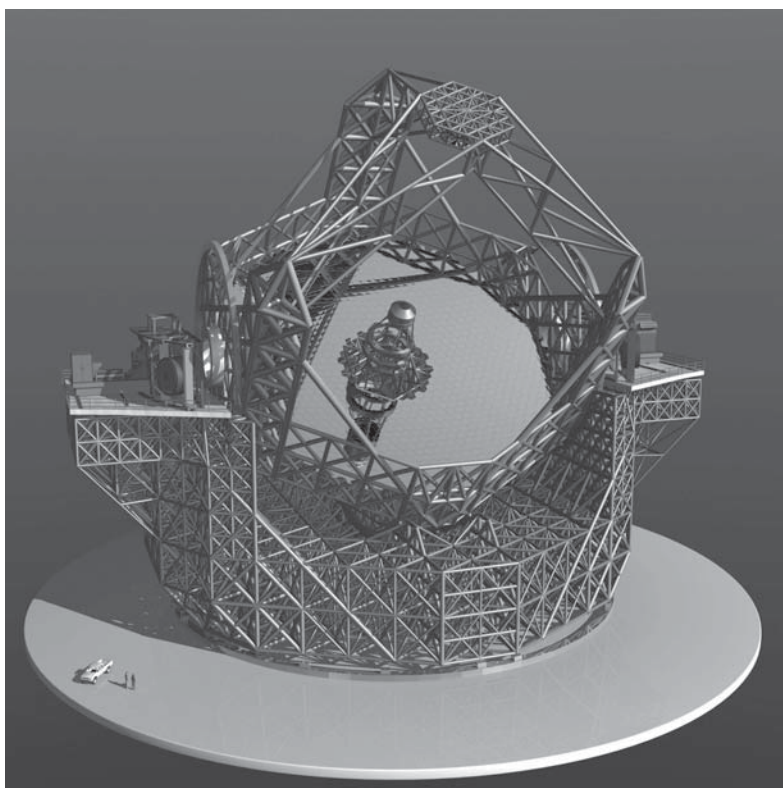


Рис. 3.50. Предполагаемый внешний вид 42-м телескопа E-ELT Европейской южной обсерватории. (Рисунок: ESO)

добавлен двухлинзовый корректирующий элемент. Диаметр поля зрения, в пределах которого изображения меньше  $0,5''$ , равен  $8'$ .

В конце 2006 г. Европейская южная обсерватория получила 57 млн евро на детальное проектирование телескопа E-ELT (European Extremely Large Telescope) с мозаичным главным зеркалом диаметром 42 м, состоящим из 906 сегментов размером по 1,45 м. Вторичное зеркало имеет диаметр 6 м, а третье зеркало — 4,2 м (рис. 3.50). Далее идет 2,5-м деформируемое зеркало адаптивной оптической системы, форма которого с частотой порядка 1 кГц управляется как минимум 5000 актюаторов. Последнее зеркало диаметром 2,7 м строит изображение. Вес подвижной части телескопа около 5500 т. Он будет работать в оптическом и ближнем ИК-диапазонах.

### **§ 3.11. Заключительные замечания**

По-видимому, каждый человек независимо от того, в какое время он живет, полагает, что за последние два десятка лет мир радикально изменился. Во многом это верно, в некоторых отношениях — нет. Что касается телескопов, то мнение определенно справедливо: длительный период приблизительно линейного роста суммарной площади зеркал действующих телескопов сменился в начале 1990-х годов экспоненциальным ростом, и пока нет оснований ожидать замедления темпа в ближайшие годы. Это означает, что вскоре астрономия выйдет на новый уровень решаемых задач, прежде всего — связанных с созданием модели ранней Вселенной.

Иногда высказывается мнение, что быстрый рост количества больших телескопов делает ненужными инструменты меньших размеров. Такой подход сродни предложению оставить во флоте только линейные корабли. Распределение действующих телескопов по диаметру должно отвечать спектру решаемых задач. Другое дело, что это распределение, несколько изменяя свою форму, будет естественным образом смещаться в сторону больших апертур. То же касается и разнообразия типов инструментов, разве что специализированные телескопы, предназначенные для эффективного решения узкого круга задач, будут со временем играть более весомую роль. Памятуя о судьбе предыдущих прогнозов, не стоит претендовать на более определенные предсказания.

## **Приложение. 50 крупнейших телескопов мира**

Приводимая ниже таблица содержит сведения о 50 телескопах, которые к началу 2008 г. были крупнейшими в мире. Значе-



ния относительного фокусного расстояния  $\phi = F/D$  указаны для каждой из мод, используемых на данном инструменте.

Текущие данные о больших телескопах можно найти на странице <http://astro.nineplanets.org/bigeyes.html>

Название телескопа	D (м)	$\phi$	Оптическая система	Географическое положение	Широта, долгота, высота (м)	Начало наблюдений
Gran Telescopio Canarias (GTC)	10,0 (эфф.)	1,75 15 25	Ричи-Кретьен	Ла Пальма, Канарские о-ва	19°49' N 17°54' W 2330	2002
W.M. Keck Telescopes	9,82 ×2	1,75 15 25	Кассегрен	Мауна Кеа, Гавайские о-ва	19°49' N 155°28' W 4123	1991 1996
Hobby-Eberly Telescope (HET)	9,2	1,4 4,7	Сфера + корректор ПФ	Маунт Фоулкс, Техас	30°41' N 104°01' W 2071	1997
Southern-African Large Telescope (SALT)	9,1	1,4 4,7	Сфера + корректор ПФ	Сазерлэнд, Ю. Африка	32°23' S 20°49' E 1798	2003
Large Binocular Telescope (LBT)	8,4	1,14 ×2 15	Грегори 5,4	Маунт Грэхем, Аризона	32°42' N 109°51' W 3170	2004
Very Large Telescope (ESO VLT)	8,2 ×4	13,5 15,0	Ричи-Кретьен	Серро Параналь, Чили	24°38' S 70°24' W 2635	1998 2001
Subaru Telescope	8,2	1,8 12,2 12,6	Ричи-Кретьен	Мауна Кеа, Гавайские о-ва	19°50' N 155°29' W 4139	1999
Gemini North Telescope (GNT)	8,1	16	Ричи-Кретьен	Мауна Кеа, Гавайские о-ва	19°49' N 155°28' W 4214	2000
Gemini South Telescope (GST)	8,1	16	Ричи-Кретьен	Серро Пашон, Чили	30°14' S 70°43' W 2715	2001
Multi-Mirror Telescope (MMT)	6,5	5 9 15	Кассегрен	Маунт Хопкинс, Аризона	31°41' N 110°53' W 2606	2000
Magellan Telescope	6,5 ×2	1,25 11 15	Грегори, Кассегрен	Лас Кампанас, Чили	29°00' S 70°42' W 2282	2002



Название телескопа	D (м)	$\phi$	Оптическая система	Географическое положение	Широта, долгота, высота (м)	Начало наблюдений
Большой телескоп азимутальный (БТА)	6,0	4 30	Кассегрен	г. Пастухова, Кавказ	43°39' N 41°26' E 2070	1975
Large Zenith Telescope (LZT)	6,0	1,5	Парабола (Hg)+корректор ПФ	Мэйпл Ридж, Канада	49°17' N 122°34' W 395	2001
G.E.Hale 200-inch Telescope	5,08	3,3 16 30	Кассегрен	Маунт Паломар, Калифорния	33°21' N 116°52' W 1706	1948
Southern Observatory Astrophysical Research (SOAR)	4,25	16	Ричи-Кретьен	Серро Пашон Чили	30°21' S 70°49' W 2701	2002
William Herschel Telescope (WHT)	4,2	2,5 10,94	Кассегрен	Ла Пальма Канарские о-ва	28°46' N 17°53' W 2332	1987
V.M.Blanco Telescope (CTIO 4-m)	4,0	2,8 8,0	Ричи-Кретьен	Серро Тололо Чили	30°10' S 70°49' W 2215	1976
Anglo-Australian Telescope (AAT 3,9-m)	3,9	3,3 8 15 36	Ричи-Кретьен	г. Сайдинг Спринг, Австралия	31°17' S 149°04' E 1130	1974
N.U.Mayall Reflector (KPNO 4-m)	3,81	2,7, 8 15,7 190	Ричи-Кретьен	Китт-Пик, Аризона, США	31°58' N 111°36' W 2120	1973
United Kingdom Infrared Telescope (UKIRT 3,8-m)	3,8	2,5 36	Кассегрен	Мауна Кеа, Гавайские о-ва	19°50' N 155°28' W 4194	1978
Advanced Electro-Optical System (AEOS 3,6-m)	3,67	1,5	Кассегрен	Халеакала, Гавайские о-ва	20°42' N 156°15' W 3058	2000
Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT 3,6-m)	3,58	3,8, 8 20 35	Кассегрен	Мауна Кеа Гавайские о-ва	19°49' N 155°28' W 4200	1979

Название телескопа	D (м)	$\phi$	Оптическая система	Географическое положение	Широта, долгота, высота (м)	Начало наблюдений
Telescopio Nazionale Galileo 3,6-m	3,58	2,5 6,0 11	Ричи-Кретьен	Ла Пальма Канарские о-ва	28°45' N 17°54' W 2370	1998
European Southern Observatory 3,6-m Telescope (ESO 3,6-m)	3,57	3,0 8,1 32 35	Ричи-Кретьен	Ла Силла Чили	29°15' S 70°43' W 2387	1977
Calar Alto Observatory 3,5-m Telescope	3,5	3,5 3,9 10, 45	Ричи-Кретьен	Калар Альто Испания	37°13' N 02°33' W 2168	1984
New Technology Telescope (NTT 3,5-m)	3,5	2,2 11	Ричи-Кретьен	Ла Силла Чили	29°16' S 70°44' W 2353	1989
Astrophysics Research Consortium Telescope (ARC 3,5-m)	3,5	1,75	Ричи-Кретьен	Апаче Поинт Нью Мексико	32°47' N 105°49' W 2800	1994
Wisconsin-Indiana-Yale-NOAO Telescope (WIYN 3,5-m)	3,5	1,75 6,3	Ричи-Кретьен	Китт-Пик Аризона	31°57' N 111°36' W 2089	1994
Starfire Optical Range 3,5-m Reflector	3,5	1,5	Кассегрен	База ВВС Киртленд Нью Мексико	34°58' N 106°28' W 1876	1994
C.D.Shane 120-inch Telescope	3,05	5 17 36	Кассегрен	М-нт Хэмилтон Калифорния	37°21' N 121°38' W 1290	1959
NASA Infrared Telescope Facility (IRTF)	3,0	2,5 35 120	Кассегрен	Мауна Кеа Гавайские о-ва	19°50' N 155°28' W 4208	1979
3-m Liquid Mirror Telescope (NODO)	3,0	1,725	Парабола (Hg)+корректор ПФ	Клаудкрофт Нью Мексико	32°58' N 105°44' W 2758	1996

Название телескопа	D (м)	$\phi$	Оптическая система	Географическое положение	Широта, долгота, высота (м)	Начало наблюдений
H.J.Smith 107-inch Telescope	2,72	3,9 8,8 18	Ричи–Кретьен	М-нт Лок Техас	30°40' N 104°01' W 2075	1969
G.A.Shain 2,6-m Reflector	2,64	3,8 15,7 16,4 40	Кассегрен	п. Научный Крым	44°44' N 34°00' E 605	1960
Byurakan 2,6-m Reflector	2,64	3,6 16 40	Кассегрен	г. Арагац Армения	40°20' N 44°18' E 1406	1976
Nordic Optical Telescope (NOT)	2,56	2,0 11,0	Ричи–Кретьен	Ла Пальма Канарские о-ва	28°45' N 17°53' W 2382	1989
Irene Du Pont 100-inch Telescope	2,54	3,0	Ричи–Кретьен	Лас Кампанас Чили	29°00' S 70°42' W 2282	1976
Isaac Newton Telescope (98-inch INT)	2,54	3 15	Кассегрен	Ла Пальма Канарские о-ва	28°46' N 17°53' W 2336	1984
Hooker 100-inch Telescope	2,5	5 16 30	Кассегрен	М-нт Вилсон Калифорния	34°13' N 118°03' W 1742	1917
Stratospheric Observatory for Infrared Astronomy (SOFIA)	2,5	19,6	Кассегрен	Борт самолета	Высота полета около 13000	2002
Sloan 2,5-m Reflector	2,5	5	Ричи–Кретьен	Апаче Пойнт Нью Мексико	32°47' N 105°49' W 2800	1998
Hubble Space Telescope (HST)	2,4	12,9 30 48 96	Ричи–Кретьен	Околосветная орбита	Около 600 км от поверхности Земли	1990–1993
Hiltner 2,3-m Telescope	2,34	7,5 13,5	Ричи–Кретьен	Китт–Пик Аризона	31°58' N 11°36' W 1 1939	1986
Vainu Bappu 2,3-m Telescope	2,33	3,25 13 43	Кассегрен	Кавалур Тамил Наду Индия	12°35' N 78°50' E 725	1985

## Литература

Ахманов С. А., Никитин С. Ю. 1998. Физическая оптика. — М.: Изд-во МГУ, 1998.

Борн и Вольф, 1964. *Born M., Wolf E.*, Principles of Optics (2-nd edition). Cambridge Univ. Press, 1964 / Пер.: Основы оптики. — М.: Наука, 1970.

Боуэн, 1967. *Bowen I. S.* Astronomical Optics // Annual Rev. Astron. and Astrophys. 1967. V. 5. P. 45.

Бэкер, 1963. *Baker J. G.* // Applied Optics. 1963. V. 2, No. 2. P. 111.

Вайман и Корш, 1974а. *Wyman C. L., Korsch D.* // Applied Optics. 1974. V. 13, No. 9. P. 2064.

Вайман и Корш, 1974б. *Wyman C. L., Korsch D.* // Applied Optics. 1974. V. 13, No. 10. P. 2402.

Вилсон, 1996. *Wilson R. N.* Reflecting Telescope Optics. — Springer, 1996. V. I.

Вилсон, 1999. *Wilson R. N.* Reflecting Telescope Optics. — Springer, 1999. V. II.

Герцбергер, 1966. *Herzberger M.* // Applied Optics. 1966. V. 5, No. 9. P. 1383.

Данжон и Куде, 1935. *Danjon A., Couder A.* Lunettes et Telescopes. Reissued, 1983, Blanchard, Paris.

Димитров и Бэкер, 1945. *Dimitroff G. Z., Baker J. G.* Telescopes and Accessories. — Blakiston, Philadelphia, 1945 / Пер.: Телескопы и принадлежности к ним. М.—Л.: ОГИЗ, 1947.

Дэли, 1984. *Daley J.* Amateur Construction of Schupmann Medial Telescopes. Privately printed.

Ингаллс, 1996. *Ingalls A. G.* (ed.) Amateur Telescope Making. — Willmann-Bell, 1996. V. 2. P. 517.

Квирренбах, 2001. *Quirrenbach A.* // Annual Rev. Astron. and Astrophys. 2001. V. 39. P. 353.

Кинг, 1979. *King C.* The History of the Telescope. — Dover, 1979.

Кларк, 1913. *Clerke A. M.* A Popular History of Astronomy During the Nineteenth Century / Пер.: Общедоступная история астрономии в XIX столетии. — Одесса: Матезис, 1913. с. 619.

Корш, 1972. *Korsch D.* // Applied Optics. 1972. V. 11, No. 12. P. 2986.

Корш, 1991. *Korsch D.* Reflective Optics. — San Diego: Academic Press, 1991.

Линден-Белл и Уиллстроп, 2004. *Linden-Bell D., Willstrop R. V.* // Monthly Not. R.A.S. 2004. V. 351, No. 1. P. 317.

Максутов Д. Д., 1946. Астрономическая оптика. — М.—Л.: Гостехиздат, 1946.

Максутов Д. Д., 1984. Изготовление и исследование астрономической оптики. — М.: Наука, 1984.

Маунтейн и Джиллет, 1998. *Mountain M., Gillett F.* // Nature. V. 395, SUPP, 1 Oct, A23.

Михельсон Н. Н., 1976. Оптические телескопы. Теория и конструкция. — М.: Наука, 1976.

- Монье, 2003. *Monnier J. D.* // Rep. Prog. Phys. 2003. V. 66. P. 789.
- Мюрсепп П. В. и Вейсманн У. К., 1984. Бернхард Шмидт. — Л.: Наука, 1984.
- Рэттен и ван Венруйж, 1999. *Rutten H. G. J., van Venrooij M. A. M.* Telescope Optics. — Richmond: Willmann-Bell, 1999.
- Сераджоли, 2003. *Ceragioli R.* A Survey of Refractive Systems for Astronomical Telescopes.
- Сибрук В., 1945. Роберт Вуд. Современный чародей физической лаборатории. — М.: Наука.
- Синотт и Тателл, 2000. *Sinott R. W., Tytell D.* Sky and Telescope, Aug. 2000, P. 42.
- Теребиж В. Ю., 2003. Concept Optical Design for a Very Wide-Field Corrector for the Blanco 4-m Telescope. AURA-CTIO Report No. C10430A; Письма в астроном. журн. 2004. Т. 30, № 3. С. 231.
- Теребиж В. Ю., 2005 // Письма в астроном. журн. 2005. Т. 31, № 1.
- Токовинин А. А., 1988. Звездные интерферометры. — М.: Физматлит, 1988.
- Фейнман и др., 1963. *Feynman R. P., Leighton R. B., Sands M.* The Feynman Lectures on Physics. V. 1. Addison-Wesley, Reading / Пер.: Фейнмановские лекции по физике. Т. 3. — М.: Мир, 1967.
- Фишер, 1996. *Fischer D.* Optical Interferometry: Breaking Barriers // Sky and Telescopes. 1996. Nov. P. 36.
- Холл, 1982. *Hall D. N. B.* (ed.), The Space Telescope Observatory. NASA.
- Эпштейн, 1967. *Epstein L. C.* // Sky and Telescopes. 1967. V. 33, April, P. 204.
- Шао и Колавита, 1992. *Shao M., Colavita M. M.* // Annual Rev. Astron. and Astrophys. 1992. V. 30. P. 457.
- Шаров А. С., Новиков И. Д., 1989. Человек, открывший взрыв Вселенной. Жизнь и труд Эдвина Хаббла. — М.: Наука, 1989.
- Шварцшильд, 1905. *Schwarzschild K.* Astronomische Mittheilungen der Koniglichen Sternwarte zu Gottingen. V. 10, 3. Part II. Reprinted: Selected Papers on Astronomical Optics, D. J. Schroeder (ed.), SPIE Milestone Series. 1993. 73, 3.
- Шредер 2000. *Schroeder D. J.* Astronomical Optics. — San Diego: Academic Press, 2000.

## Глава 4

# РАДИОАСТРОНОМИЯ

*Г. М. Рудницкий*

### § 4.1. История: революция в астрономии

Оптическая астрономия изучает, прежде всего, объекты, наиболее заметные в видимом свете: Солнце, Луну, планеты, звезды, туманности, галактики. Однако, кроме видимого света, небесные тела излучают и радиоволны. В 1888 г. Генрих Герц экспериментально доказал существование электромагнитных волн. В 1890 г. американский изобретатель Томас Эдисон и независимо от него в 1894 г. британский физик Оливер Лодж предложили поставить опыты по обнаружению радиоизлучения Солнца, но эти попытки не увенчались успехом. В 1918 г. Нордман во Франции также потерпел неудачу в аналогичном эксперименте. Чувствительность приемников оказалась слишком низкой. Начало подлинных радиоастрономических исследований относится к 1931 г., когда американский радиоинженер Карл Янский (1905–1950) впервые зарегистрировал радиоволны внеземного происхождения. Исследуя радиопомехи на волне 14,6 м, он обнаружил, что, помимо шумов, связанных с грозовыми разрядами в атмосфере Земли, радиоизлучение поступает из области неба, которая находится в направлении центра нашей звездной системы — Галактики. Янский использовал рамочную антенну, имеющую очень широкую диаграмму направленности, около  $30^\circ$ ; поэтому он не смог составить карту радионеба. В то время работы Янского не вызвали у астрономов никакого интереса.

В дальнейшем исследовании небесного радиоизлучения занялся американский инженер и любитель астрономии Грот Ребер (1911–2002). В 1937 г. он построил первый радиотелескоп-параболоид диаметром 9,5 м. Первые наблюдения он проводил на волнах 9 и 33 см, полагая, что спектр внеземного радиоизлучения подчиняется закону Планка, и поэтому интенсивность должна возрастать в сторону более коротких волн. Однако первые опыты на этих волнах дали отрицательный результат. Лишь

в 1939 г. Реберу удалось зарегистрировать внеземное радиоизлучение на волне 1,87 м ( $\nu = 160$  МГц) и в 1944 г. вышла его работа с первыми картами распределения радиоизлучения по небу. В 1948 г. Ребер опубликовал карты неба на волне 62,5 см ( $\nu = 480$  МГц). На них уже проступали контуры Млечного Пути и намечались отдельные, наиболее мощные источники.

Подлинное развитие радиоастрономии как науки началось только после второй мировой войны (1939–1945). Это связано, с одной стороны, с быстрым прогрессом радиотехники, в том числе техники сверхвысоких частот, а с другой — с развитием теоретической физики, составляющей необходимый фундамент для понимания природы и происхождения космических радиоволн. Кратко перечислим наиболее выдающиеся открытия, сделанные в радиоастрономии за последние полвека.

#### 4.1.1. Радиоизлучение Солнца и планет

Радиоизлучение Солнца впервые наблюдалось во время второй мировой войны, в 1942 г. Успех был во многом обязан работам по радиолокации для нужд ПВО, ускорившим развитие антенной техники и создание высокочувствительных приемников. Джеймс Хей в Англии и радиоспециалисты других национальностей наблюдали на радиолокаторах метровых волн сильные помехи, вызванные, как оказалось, солнечной активностью. Позже выяснилось, что эти всплески радиоизлучения связаны с активными областями на Солнце. Почти одновременно Саусворт в США обнаружил тепловое радиоизлучение спокойного Солнца на волнах 3 и 10 см. К настоящему времени Солнце — один из наиболее изученных радиоисточников. Ведется налаженное непрерывное слежение за его радиоизлучением, тщательно регистрируются проявления его активности в радиодиапазоне, ежедневно снимаются карты радиоизлучения. Служба Солнца имеет большое значение для выяснения характера солнечно-земных связей, так как солнечная активность оказывает заметное влияние на нашу планету.

Из планет первым на волне 22 м наблюдали в 1955 г. Юпитер, также обладающий мощными всплесками радиоизлучения. Позднее собственное радиоизлучение было найдено от всех больших планет, вплоть до Плутона, а также от многих спутников планет, от астероидов и комет. Радионаблюдения Венеры впервые показали, что ее поверхность горячая; это вызвано парниковым эффектом в атмосфере Венеры.



### 4.1.2. Радиолокация Луны и планет

Радиолокация Луны впервые проведена в 1945 г. Баем в Венгрии. Основные успехи радиолокации относятся к периоду с начала 1960-х гг., когда были получены радиосигналы, отраженные от Венеры и Марса. К настоящему времени радиолокационные эксперименты проведены также для Меркурия, Сатурна (только для колец), ряда комет и астероидов. Впервые так были найдены точные периоды осевого вращения Меркурия и Венеры, исследована структура поверхности Венеры, недоступная для наблюдений в оптическом диапазоне, обнаружен лед в полярных областях Меркурия и Марса. Радиолокационные изображения многих астероидов показали их необычную форму. Радиолокация резко повысила точность измерения расстояний и скоростей в Солнечной системе, что позволило значительно уточнить теории движения планет.

### 4.1.3. Спектральная линия $\lambda = 21$ см и другие линии

В 1944 г. голландский астроном Ян Оорт (1900–1992), ознакомившись с работами Ребера, поручил своему молодому сотруднику Хендрику ван де Хюлсту теоретически оценить возможность наблюдения спектральных линий межзвездного вещества в радиодиапазоне. Ван де Хюлст показал, что у атома водорода должна быть радиолиния с длиной волны  $\lambda = 21$  см, которую по причине очень низкой вероятности излучения невозможно наблюдать в лаборатории, но которую, в принципе, можно зарегистрировать из космоса. Эту идею подробно развил советский астрофизик И.С. Шкловский (1916–1985). В работе 1949 г. он впервые рассчитал вероятность перехода электрона в атоме водорода с излучением на  $\lambda = 21$  см. В той же работе он предсказал возможность обнаружения линий молекул OH ( $\lambda 18$  см) и CN ( $\lambda 9$  см). Линию водорода на 21 см впервые наблюдали в 1951 г. почти одновременно в США, Голландии и Австралии. Первый обзор неба в линии 21 см был проведен в 1950-х гг. в Лейденской обсерватории (Голландия). Линии OH и CN обнаружили значительно позднее — в 1963 и 1973 гг.

### 4.1.4. Радиотелескопы

Первый радиотелескоп с параболической антенной, созданный специально для целей радиоастрономии, соорудил Ребер. В 1940-е гг. использовали приспособленные для этой цели военные радиолокаторы. Радиотелескопы начала 1950-х гг. имели, как правило, небольшие антенны. Первый крупный полноповоротный параболаид диаметром 76 м был построен в Англии, в обсерватории Джодрелл Бэнк (Манчестерский университет)

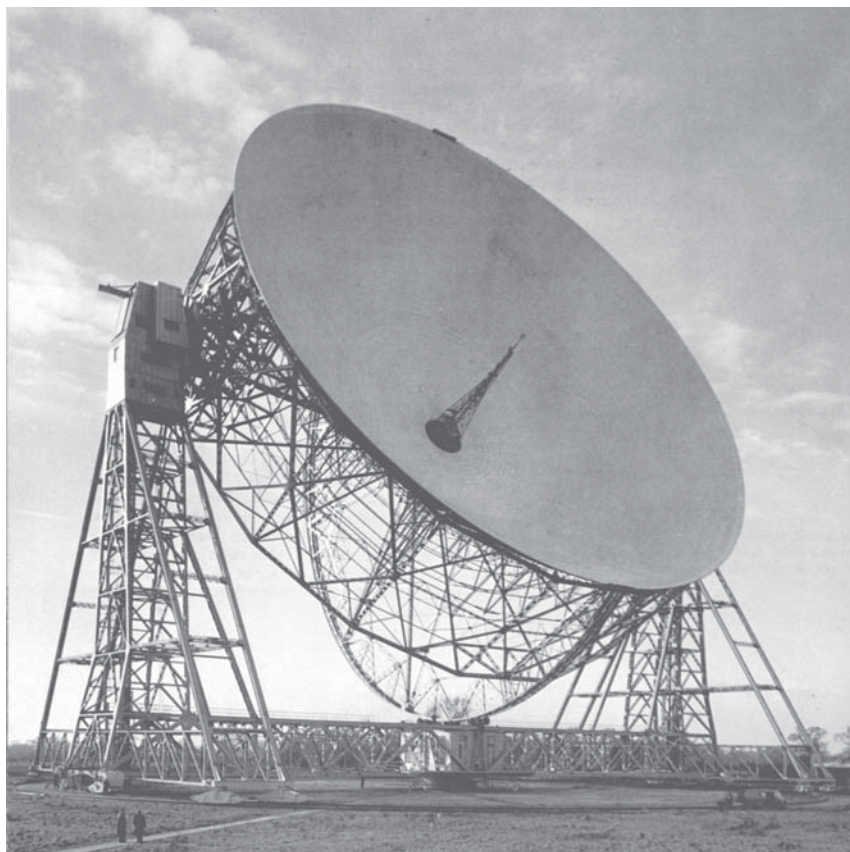


Рис. 4.1. Первый крупный полноповоротный радиотелескоп (Джодрелл Бэнк, Англия, 1957 г.). Его параболическое зеркало имеет диаметр 76 м, но не обладает высокой точностью фокусировки: минимальная длина волны, на которой сначала могла эффективно работать эта антенна, была 20 см. Недавно телескоп модернизировали: теперь его центральная часть фокусирует лучи длиной до 1,3 см

в 1957 г. (рис.4.1). Затем были созданы другие параболические антенны: 64-м Паркс (Австралия), 91-м NRAO (Грин Бэнк, США), 305-м Аресибо (о. Пуэрто-Рико), 100-м Бонн (Германия). В СССР были созданы: антенна переменного профиля БПР (Большой Пулковский радиотелескоп), 22-м параболоиды в Пушино и Симеизе, аналог БПР — радиотелескоп РАТАН-600 (РАдиоТелескоп Академии Наук диаметром около 600 м) близ станции Зеленчукская на Северном Кавказе.

#### **4.1.5. Обзоры неба и отождествление радиоисточников с оптическими объектами**

Поскольку к моменту рождения радиоастрономии уже были изучены различные типы космических объектов по наблюдениям в оптическом диапазоне, естественным было стремление радиоастрономов отождествить свои источники излучения с оптическими. Первое отождествление радиоисточника за пределом Солнечной системы с известным ранее оптическим объектом было выполнено в 1948 г.: источник Телец А (т. е. самый радиояркий объект в созвездии Тельца) был отождествлен с Крабовидной туманностью. Для отождествления с оптическими объектами требуется знать точные координаты радиоисточников. Эту задачу помогли решить радиоинтерферометры, существенно повысившие угловое разрешение радиоастрономических наблюдений.

Одна из современных форм работы в радиоастрономии — проведение систематических обзоров неба на различных частотах с целью поиска радиоисточников. По результатам таких обзоров составляются каталоги, содержащие данные о тысячах объектов. К настоящему времени выполнены обзоры в дециметровом и сантиметровом диапазонах непрерывного спектра, а также в линиях излучения водорода ( $\lambda 21$  см) и молекулы CO ( $\lambda 2,6$  мм). На очереди проведение обзоров на более высоких частотах непрерывного спектра, а также в линиях других молекул. Данные обзоров позволяют строить спектры многих радиоисточников, что дает богатый материал для выводов об их природе. Измерение координат радиоисточников позволяет отождествлять их с известными оптическими объектами — галактиками, туманностями. Чем выше точность измерения координат, тем надежнее такое отождествление, тем больше оно дает для выяснения физической природы явления.

Радиообзоры неба — трудоемкая и кропотливая работа, занимающая долгие месяцы и годы. Получаемая информация огромна, и при ее обработке не обойтись без помощи мощных компьютеров. Они дают возможность почти полностью автоматизировать процесс наблюдений на радиотелескопе: управление антенной, слежение за радиоисточниками, регистрацию и обработку данных измерений. Самый крупный из обзоров, продолжающихся в настоящее время — обзор на сантиметровых волнах, выполняемый на системе апертурного синтеза VLA.

#### **4.1.6. Квазары**

При первых радиообзорах неба в 1950-е гг. было открыто много дискретных радиоисточников, казавшихся «точечны-

ми» для радиотелескопов тех лет. Долгое время их не могли отождествить ни с какими оптическими объектами. Развитие интерферометрической техники в начале 1960-х гг. позволило измерить их точные координаты и отождествить некоторые из них с очень слабыми звездами; самая яркая имела визуальную звездную величину  $13,7^m$ . Эти объекты называли в те годы «радиозвездами». Их оптические спектры имели очень необычный вид: континуум с наложенными на него эмиссионными и абсорбционными линиями неизвестной природы. Несколько лет не удавалось отождествить их с линиями известных химических элементов.

Наконец, в 1963 г. американский астрофизик М. Шмидт догадался, что линии в спектрах «радиозвезд» принадлежат знакомым элементам — водороду, кислороду, магнию и др., — но имеют очень большое красное смещение длин волн  $z = \Delta\lambda/\lambda_0$ . Если это смещение вызвано эффектом Доплера и связано с хаббловским расширением Вселенной, то «радиозвезды» должны быть удалены от нас на космологические расстояния, т.е. на расстояния в тысячи мегапарсеков. Оказалось, что это самые удаленные объекты Вселенной! Их стали называть *квазизвездными радиоисточниками* (quasi-stellar radio source), или короче — *квазарами* (quasar).

К началу XXI в. было открыто более 5000 квазаров. На небе это слабые источники (особенно в оптическом диапазоне), но причиной тому лишь гигантское расстояние до них. На самом деле они обладают огромными светимостями (особенно в радиодиапазоне), достигающими  $10^{38}$  Вт и даже более. Мощным радиоизлучением обладают также некоторые сравнительно близкие галактики (*радиогалактики*).

#### 4.1.7. Реликтовое фоновое радиоизлучение

В 1965 г. А. Пензиас и Р. Вилсон (США) обнаружили на волне 7 см внеземное фоновое радиоизлучение, интенсивность которого практически не зависела от направления на небе. Дальнейшие наблюдения на других волнах показали, что излучение имеет планковский спектр с температурой  $T_b = 2,7$  К. В настоящее время общепринято, что это излучение является остатком («реликтом») тех времен, когда вещество Вселенной имело гораздо более высокую плотность и температуру. По существу, именно фоновое излучение с температурой 2,7 К, которое по предложению И.С. Шкловского называют теперь *реликтовым*, служит одним из главных доказательств модели горячей Все-

ленной. В 1978 г. Пензиас и Вилсон получили за это открытие Нобелевскую премию по физике.

#### 4.1.8. Межзвездные молекулы

Простейшие молекулы ( $\text{CN}$ ,  $\text{CH}$ ,  $\text{CH}^+$ ) были еще в 1930-х гг. отождествлены в межзвездной среде по линиям поглощения в оптических спектрах звезд. Однако подлинный успех в исследовании межзвездных молекул принесла радиоастрономия.

В 1963 г. линии молекулы  $\text{OH}$  ( $\lambda 18$  см), предсказанные И. С. Шкловским, были найдены в поглощении в направлении радиоисточника Кассиопея А, а в 1965 г. — в излучении некоторых областей звездообразования Галактики, причем это оказались линии очень большой интенсивности. Как выяснилось, в линиях  $\text{OH}$  имеет место мазерный эффект — усиление радиоизлучения молекулами с неравновесным заселением энергетических уровней под действием некоторого механизма накачки. Роль накачки могут играть, например, кванты инфракрасного излучения окружающих звезд, а высвечивание возбужденных молекул в радиодиапазоне происходит согласованно в результате эффекта вынужденного излучения.

В 1968 г. было найдено излучение межзвездного газа в линиях молекулы аммиака  $\text{NH}_3$  ( $\lambda 1,25$  см) и мазерное излучение в линии молекулы  $\text{H}_2\text{O}$  ( $\lambda 1,35$  см). Последовали также открытия молекул формальдегида  $\text{H}_2\text{CO}$  ( $\lambda 6,2$  см и еще несколько линий),  $\text{CO}$  ( $\lambda 2,6$  мм) и др. Всего к настоящему времени известно около 100 молекул (свыше 1000 линий, большей частью в миллиметровом диапазоне). Мазерное излучение наблюдается в линиях  $\text{OH}$ ,  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{SiO}$  (как в межзвездной среде, так и в околозвездных оболочках) и, в меньшей степени, в линиях  $\text{CH}_3\text{OH}$ ,  $\text{HCN}$  и  $\text{H}_2\text{CO}$ . Обнаружены уже достаточно сложные молекулы, что явилось большой неожиданностью, так как раньше считалось, что сложные молекулы не могут существовать в межзвездной среде и должны диссоциировать под воздействием ультрафиолетового излучения.

#### 4.1.9. Пульсары

В 1967 г. английские радиоастрономы, используя новую аппаратуру для регистрации быстропеременных сигналов, приступили к исследованию мерцания квазаров на неоднородностях космической плазмы: высокая стабильность и малый угловой размер квазаров позволяли изучать «на просвет» разреженные облака межпланетного вещества. В самом начале этой работы было сделано неожиданное открытие: аспирантка Джоселин Белл, работавшая в Кембридже под руководством известного

радиоастронома Энтони Хьюиша, обнаружила странный, регулярно мерцающий радиоисточник. Наблюдения показали, что излучение источника имеет характер регулярно повторяющихся импульсов. Полгода ученые держали это открытие в секрете от журналистов, подозревая, что обнаружена внеземная цивилизация. Однако вскоре стало ясно, что излучение имеет естественную природу: были найдены еще три пульсара; в настоящее время их известно около 1800.

Сейчас нет сомнения, что пульсары (точнее, радиопульсары) — это нейтронные звезды с сильным магнитным полем, быстро вращающиеся и излучающие радиоволны направленным образом. Хотя сам механизм излучения еще не до конца ясен, регулярное наблюдение пульсаров позволило узнать многое о строении нейтронных звезд и даже косвенно подтвердить существование гравитационных волн.

— \* —

Период выдающихся открытий в радиоастрономии приходится на 1960-е годы. В настоящее время поток информации стал более спокойным. Выполняются подробные обзоры неба в непрерывном спектре и в спектральных линиях. Реализованы системы с угловым разрешением  $\sim 1''$ ; радиоинтерферометрия со сверхдлинными базами дает угловое разрешение до нескольких тысячных и даже десятитысячных долей секунды дуги. На Земле уже практически достигнут предельный размер антенны радиотелескопа (сплошное зеркало диаметром 305 м, неподвижно лежащее в карстовой воронке на о. Пуэрто-Рико) и максимальное расстояние между антеннами интерферометра, почти равное диаметру Земли. Следующие шаги в этом направлении возможны только в космосе. Практически завершены обзоры неба в длинноволновых диапазонах; на очереди проведение обзоров на коротких сантиметровых и миллиметровых волнах. Чувствительность радиотелескопов, достигающая  $10^{-31}$  Вт/(м<sup>2</sup> Гц), в основном ограничена сейчас фоновым излучением от многочисленных неразделимых слабых источников. При повышении углового разрешения радиотелескопов, т. е. при увеличении четкости радиоизображений неба, появится возможность регистрировать еще более слабые источники.

Отметим, что из наиболее выдающихся астрономических открытий второй половины XX в. четыре — квазары, реликтовое излучение, пульсары и сложные молекулы в межзвездной среде — могли быть сделаны только средствами радиоастрономии. Эти открытия существенно расширили горизонт астрономии.



Благодаря исследованиям в радиодиапазоне (а также в инфракрасном, ультрафиолетовом, рентгеновском и гамма-диапазонах) астрономия в XX в. стала всеволновой.

## § 4.2. Радиотелескопы и радары

Волны, которые использует радиоастрономия, довольно короткие, поскольку лежат в пределах полосы пропускания атмосферы Земли (от 1 мм до 30 м). Для сравнения: в радиовещании применяются волны более длинные, от 10 до 2000 м; в телевидении — волны метрового и дециметрового диапазонов (0,5–7 м), а в радиолокации, в радиорелейных и космических линиях связи — еще более короткие дециметровые и сантиметровые волны.

Основные элементы любого радиотелескопа — это антенна, приемник и устройство регистрации сигнала. Антенна преобразует электромагнитную волну, распространяющуюся в свободном пространстве, в электрический сигнал, который поступает на вход приемника. Приемник усиливает и преобразует сигнал к виду, пригодному для фиксации, дальнейшей обработки и интерпретации. Регистрирующее устройство в современном радиотелескопе обычно представляет собой компьютер, запоминающий принятые сигналы в цифровой форме и представляющий их в наглядном виде, удобном для обозрения.

Основное отличие радиотелескопов от оптических телескопов обусловлено тем, что диапазон длин волн, используемых радиоастрономией, гораздо шире диапазона классической оптической астрономии. Обычный интервал  $\lambda$  в оптических исследованиях — от 300 нм до 1 мкм; по отношению крайних значений  $\lambda$  это примерно полторы октавы. Оптический телескоп, вместе с установленными на нем приборами и приемниками излучения, как правило, позволяет вести наблюдения во всем видимом диапазоне спектра. В то же время диапазон радиоволн, доступных для наблюдения с поверхности Земли (1 мм–30 м) занимает 15 октав (табл. 4.1). Радиотехнические устройства (антенны и приемники) для разных длин волн в пределах этого диапазона сильно различаются. Поэтому и методы работы радиоастрономов отличны от применяемых в оптической астрономии.

Чтобы получить спектр радиоисточника в широком диапазоне  $\lambda$ , приходится наблюдать один и тот же объект на разных длинах волн при помощи нескольких инструментов, а затем по отдельным точкам строить общую картину. С другой стороны, важным преимуществом радиоастрономии перед оптической является возможность вести наблюдения в любое время суток и в



Таблица 4.1. Диапазоны электромагнитного спектра, выделенные для радиоастрономии (WARC 1979)

МГц	МГц	ГГц	ГГц
37,5–38,25	608–614	10,6–10,7	42,5–43,5
73–74,6	1400–1427	14,47–14,5	86–92
150,05–153	1660–1670	15,35–15,4	105–116
322–328,6	2655–2700	22,21–22,5	182–185
406,1–410	4800–5000	23,6–24	217–231
		31,1–31,8	265–267

любую погоду, за исключением наблюдений на миллиметровых и коротких сантиметровых волнах, которые, как и оптические наблюдения, требуют ясного неба.

#### 4.2.1. Антенны радиотелескопов

На раннем этапе развития радиоастрономии прием космического радиоизлучения производился при помощи самых разнообразных антенн. Многие из них были приспособлены из



Рис. 4.2. 37-метровая антенна обсерватории Хайстек (США). Антенны умеренного размера иногда закрывают от непогоды и ветра радиопрозрачным куполом



Рис. 4.3. Радиотелескоп РТ-64 Калязинской радиоастрономической обсерватории АКЦ ФИАН. Это классический полноповоротный рефлектор с параболическим зеркалом диаметром 64 м



Рис. 4.4. Полноповоротный радиотелескоп в Эффельсберге (Германия, 1972 г.) диаметром 100 м. В конструкцию его параболического зеркала заложен гомологический принцип: при изменении наклона зеркало деформируется, но при этом сохраняет форму параболоида, хотя и с измененным фокусным расстоянием, которое корректируется соответствующим смещением облучателя. В результате зеркало эффективно фокусирует лучи длиной до 1,2 см, а центральная часть зеркала может строить радиоизображение на волнах до 7 мм

радиолокационных и связных устройств. В 1950-е гг. радиоастрономы работали главным образом на метровых волнах. Тогда в основном применялись антенны, подходящие для этого диапазона: дипольные и спиральные. Были разработаны и специальные антенны для радиоастрономии: параболические цилиндры

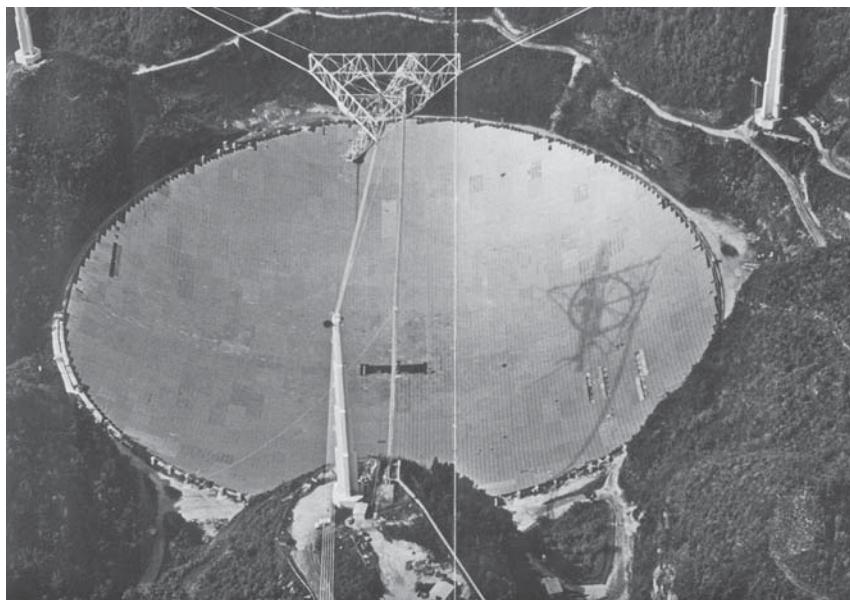


Рис. 4.5. Радиотелескоп в Аресибо (о. Пуэрто-Рико), крупнейший из одиночных радиотелескопов на Земле. Вступил в строй в 1963 г. Диаметр зеркала 305 м, облучатель подвешен на тросах над зеркалом. Телескоп используется для радиолокации планет Солнечной системы и ионосферы Земли, а также для наблюдения пульсаров, облаков межзвездного газа в линиях водорода 21 см и гидроксила 18 см. При помощи этого радиотелескопа было передано послание землян возможным внеземным цивилизациям в шаровом скоплении М13 в созвездии Геркулеса

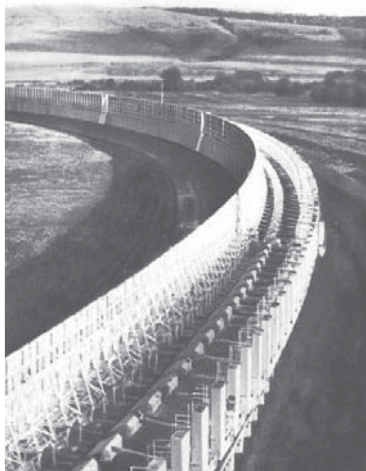
(см. рис. 4.7), двухзеркальные антенны. В нашей стране были созданы антенны переменного профиля, которые состоят из многих независимых элементов, образующих единую отражающую поверхность. Перемещая элементы по согласованной программе, можно направлять луч зрения радиотелескопа на разные участки неба. По этой схеме построен крупнейший отечественный радиотелескоп РАТАН-600.

Однако наиболее гибким в работе и современным среди радиоастрономических антенн считается полноповоротный параболический рефлектор (рис. 4.2–4.4). Полноповоротные антенны имеют большие преимущества перед неподвижными: их можно направлять в любую точку неба, а также осуществлять с их помощью слежение за радиоисточником (копить сигнал, как говорят радиоастрономы). Это существенно повышает чувствительность телескопа.





Рис. 4.6. Радиотелескоп с незаполненной апертурой РАТАН-600 (вверху) и часть его отражателя переменного профиля (слева), состоящего из отдельных алюминиевых щитов, положением каждого из которых можно управлять для придания отражателю необходимой формы. Отдельные секторы антенны могут работать как самостоятельные телескопы, а могут и совместно



Для улучшения углового разрешения наблюдений радиоастрономы стремились к созданию возможно более крупных антенн. К рекордсменам такого рода принадлежат 100-метровый полноповоротный радиотелескоп в Эффельсберге близ Бонна в Германии (рис. 4.4), неподвижный 305-метровый радиотелескоп в Аресибо на о. Пуэрто-Рико (рис. 4.5), уже упоминавшийся телескоп РАТАН-600 на Северном Кавказе в России (рис. 4.6), крестообразный телескоп ДКР-1000, составленный из двух параболических цилиндров размером  $1000 \times 40$  м (Пушино-на-Оке, рис. 4.7), двухзеркальный радиотелескоп в Нансэ (Франция) с зеркалами по  $300 \times 40$  м и другие. Крупнейшие радиотелескопы мира перечислены в табл. 4.2.



Рис. 4.7. Радиотелескоп ДКР-1000 Пушинской радиоастрономической обсерватории АКЦ ФИАН. Состоит из двух параболических цилиндров, каждый длиной 1 км. Один из них, вытянутый в направлении север–юг, неподвижно лежит на земле. Второй (на фото) вытянут в направлении восток–запад и подвижен по высоте

Антенны-гиганты — очень дорогостоящие устройства, сложные в постройке, наладке и эксплуатации. Стоимость телескопа (как оптического, так и радиотелескопа), имеющего жесткое зеркало, прямо пропорциональна кубу диаметра зеркала. При создании полноповоротных параболических радиотелескопов диаметром свыше 100 м непреодолимые препятствия возникают из-за деформаций зеркала под действием силы тяжести. Частичное решение этой проблемы дает методика адаптивного зеркала, имеющего возможность регулировать свою форму, компенсируя деформации. Начиная с 1970-х гг. радиоастрономы пошли по совершенно новому пути. Гораздо легче можно добиться высокого углового разрешения, используя интерферометры, состоящие из нескольких (или даже нескольких десятков) небольших антенн, диаметром 22–25 м. Подобные антенны сейчас выпускаются промышленностью серийно, в основном для целей космической радиосвязи. Радиointерферометры подробнее рассмотрены в следующем разделе.

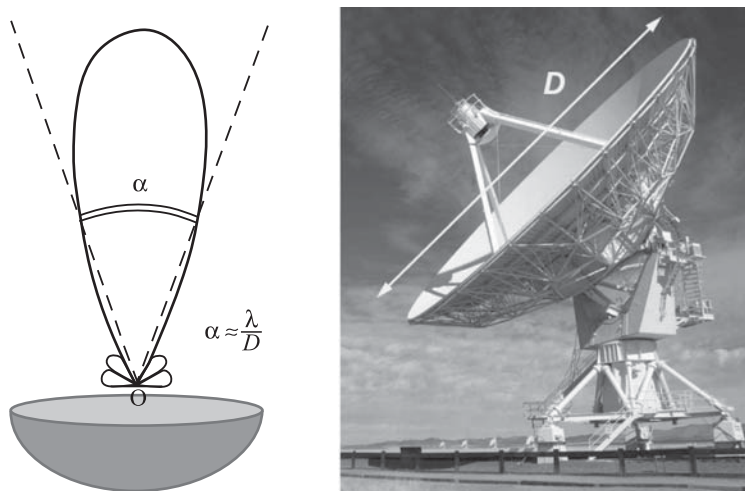


Рис. 4.8. Диаграмма направленности параболической антенны — это кривая в полярных координатах, расстояние которой от основания (О) пропорционально чувствительности антенны в данном направлении. Шириной диаграммы направленности называют угол ( $\alpha$ ) между направлениями полумаксимальной чувствительности главного лепестка. Значение этого угла зависит от рабочей длины волны ( $\lambda$ ) и диаметра зеркала ( $D$ )

Главная характеристика антенны — ее диаграмма направленности (ДН), которая показывает зависимость чувствительности радиотелескопа к принимаемому сигналу от направления в пространстве (рис. 4.8). Легче всего пояснить формирование диаграммы направленности на примере параболического рефлектора. Направление наибольшей чувствительности такого телескопа — ось параболоида, образующего поверхность зеркала. В этом направлении ДН имеет максимум, называемый главным лепестком антенны. Форма ДН определяется дифракцией радиоволн на апертуре (входном отверстии) зеркала. Главный лепесток соответствует главному дифракционному максимуму. Угловое разрешение телескопа — ширина главного лепестка (в радианах), так же, как и в случае оптического телескопа, равная

$$\alpha \approx \frac{\lambda}{D},$$

где  $D$  — диаметр апертуры. До недавнего времени большим недостатком радиотелескопов была их низкая угловая разрешающая способность. У оптического телескопа с диаметром зеркала 5 м



Таблица 4.2. Крупнейшие радиотелескопы мира

Расположение	Тип антенны	Размер	Миним. рабочая длина волны
Грин Бэнк, США	Параболический рефлектор	110 × 100 м	6 мм
Эффельсберг, Германия	Параболический рефлектор	100 м	7 мм
Джодрелл Бэнк, Великобритания	Параболический рефлектор	76 м	1,3 см
Паркс, Австралия	Параболический рефлектор	64 м	7 мм
Калязин, Россия	Параболический рефлектор	64 м	1 см
Нобейма, Япония	Параболический рефлектор	45 м	1 мм
Медицина, Италия	Параболический рефлектор	32 м	1,3 см
Зеленчукская, Бадары, Светлое Россия	Параболические рефлекторы	32 м	1 см
Гранада, Испания	Параболический рефлектор	30 м	1 мм
Аресибо, о. Пуэрто-Рико	Сферический рефлектор	305 м	10 см
Зеленчукская, Россия, РАТАН-600	Антенна перемен- ного профиля из 895 элементов	576 м	3 мм
Нансэ, Франция	Двухзеркальный	2 × 300 × 40 м	11 см
Пушино-на-Оке, Россия, ДКР-1000	Крест из двух параболических цилиндров	2 × 1000 × 40 м	2,5 м
Ути, Индия	Параболический цилиндр	500 × 30 м	91 см
Медицина, Италия, «Северный Крест»	«Т» из двух параболических цилиндров	2 × 500 × 30 м	70 см

при длине волны  $\lambda = 500$  нм угловое разрешение  $\alpha = 10^{-7}$  рад  $= 0,2''$ . У человеческого глаза  $\alpha \approx 1'$  (любой предмет меньшего углового размера глаз воспринимает как точку). У радиотелескопа с  $D = 100$  м на волне 10 см разрешение  $\alpha = 3'$ , т.е. хуже, чем у нашего невооруженного глаза. Поэтому сопоставлять оптические и радиоизображения весьма сложно. Ведь фотография неба, снятая на крупном оптическом телескопе, содержит гораздо больше мелких деталей, чем карта радиоизлучения той же области, полученная с одиночным радиотелескопом. Эту трудность обходят, применяя интерферометры.

#### 4.2.2. Интерферометры и системы апертурного синтеза

Если наблюдать один и тот же источник, используя одновременно две антенны, отстоящие друг от друга на расстояние  $L$ , и поступающие с этих антенн сигналы специальным образом обрабатывать, то такая система оказывается по угловому разрешению эквивалентной радиотелескопу с  $D = L$  (рис. 4.9 и 4.10). Поскольку такая система — интерферометр — может иметь базу  $L$  в десятки и даже в тысячи километров, ее угловое

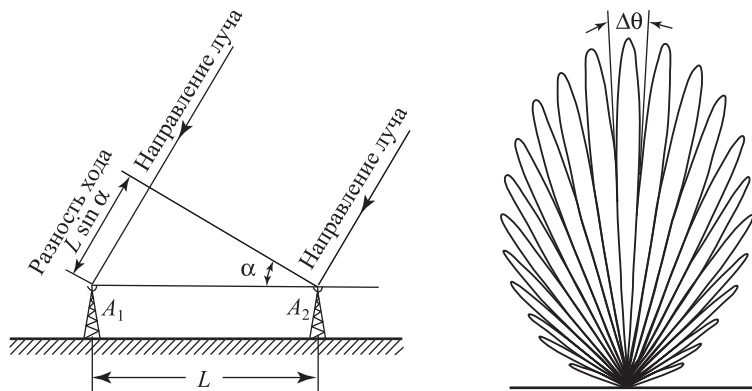


Рис. 4.9. Двухэлементный радиоинтерферометр (слева) и его диаграмма направленности. Общая форма ДН (оггибающая тонких лепестков) воспроизводит ДН одиночных антенн  $A_1$  и  $A_2$ , а ширина каждого лепестка ( $\Delta\theta$ ) определяется базой  $L$  и рабочей длиной волны:  $\Delta\theta = \lambda/L$

разрешение может быть в тысячи раз выше, чем у отдельной антенны. Правда, столь высокое разрешение достигается лишь в одном направлении, вдоль которого разнесены антенны; в перпендикулярном направлении оно по-прежнему определяется размером самих антенн. Но если вместо двух антенн использовать несколько, разнесенных по разным направлениям, и объединять

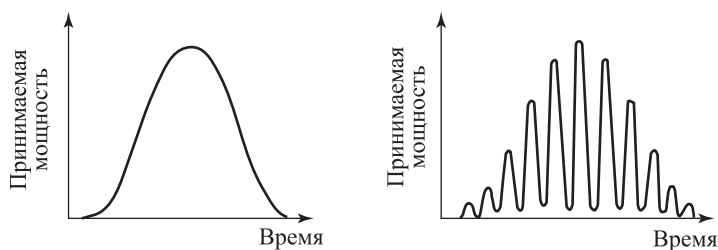


Рис. 4.10. Изменение мощности сигнала, принимаемого от стационарного источника при его прохождении перед неподвижным одноэлементным радиотелескопом (слева) и двухэлементным интерферометром (справа)

принятые ими сигналы, то высокое угловое разрешение можно получить по всем направлениям.

За последнее десятилетие построено несколько крупных многоантенных интерферометров. Их часто называют *системами*

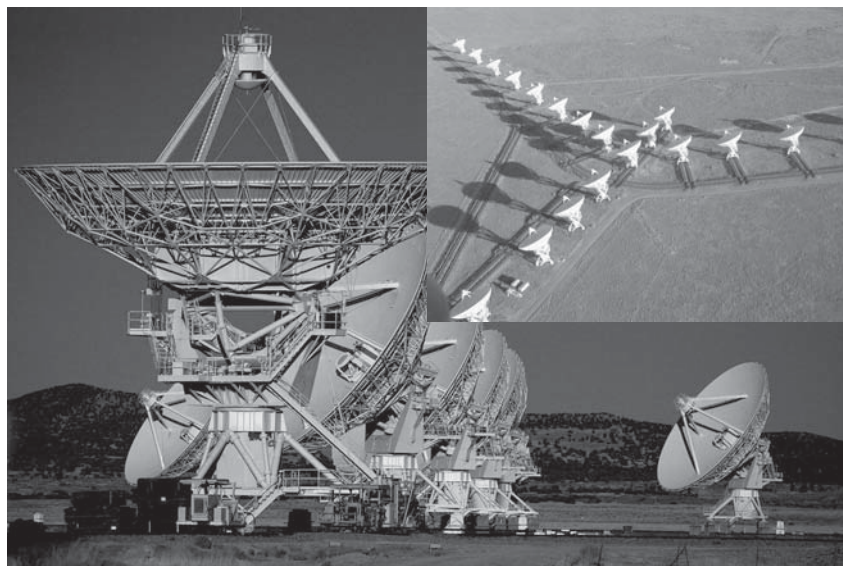


Рис. 4.11. Общий вид системы апертурного синтеза VLA (Сокорро, шт. Нью Мексико, США). Система состоит из 27 антенн диаметром 25 м каждая. Максимальная длина базы 35 км, что позволяет реализовать на волне  $\lambda \approx 1$  см максимальное угловое разрешение  $0,04''$ . Ведутся исследования галактик, квазаров, зон НП. Выполняется систематическое картографирование «радионеба» с угловым разрешением около  $1''$ . Система VLA использовалась также для приема сигналов при радиолокации тел Солнечной системы. (Фото: National Radio Astronomy Observatory, USA)

*апертурного синтеза*, поскольку они позволяют как бы синтезировать из нескольких небольших антенны апертуру (входное отверстие) радиотелескопа очень большого размера. В настоящее время действуют многоантенные интерферометры VLA (Very Large Array, рис. 4.11), MERLIN (Великобритания), Вестерборк (Голландия), ATNF (Наррабрай, Австралия) и др. На плато Чакантор в северной чилийской пустыне Атакама, на высоте 5000 м сооружается уникальный радиотелескоп миллиметрового и субмиллиметрового диапазонов ALMA (Atacama Large Millimeter Array), который будет состоять из 64-х параболических рефлекторов диаметром по 12 м каждый, разнесенных на максимальное расстояние в 14 км. В табл. 4.3 перечислены крупнейшие системы апертурного синтеза.

Таблица 4.3. **Крупнейшие системы апертурного синтеза**

Название, местонахождение	Размеры антенн	Число антенн	Мин. рабочая длина волны
VLA, Нью Мексико, США	25 м	27	1,3 см
Вестерборк, Нидерланды	25 м	14	6 см
Кембридж, Великобритания	10 м	8	2 см
MERLIN, Великобритания	76 и 25 м	6	1,3 см
Наррабрай, Австралия	25 м	6	1,3 см
Плато де Бюр, Альпы, Франция	15 м	6	1 мм
Нобейма, Япония	10 м	6	1 мм

Антенны интерферометров апертурного синтеза могут перемещаться по рельсовым путям на некоторой площади. Наблюдения за источником проводятся последовательно при разных взаимных расположениях антенн. Сигналы записываются на магнитную ленту и обрабатываются на компьютере. Система по угловому разрешению соответствует радиотелескопу, охватывающему площадь, по которой перемещаются антенны. С помощью многоантенных интерферометров можно получать «синтезированные» радиокарты с высоким разрешением (например, на сантиметровых волнах — с разрешением около  $1''$ ).

С начала 1970-х гг. успешно ведется работа по радиоинтерферометрии со сверхдлинными базами (РСДБ). Рекордная величина  $L$  около 6000 км, а разрешение на волне  $\lambda = 1,35$  см (линия молекулы воды) достигает  $\alpha = 2 \cdot 10^{-9}$  рад = 0,0004". Это почти предел для радиотелескопов, расположенных на земной поверхности, так как база  $L$  не может превышать диаметра земного шара (12,7 тыс. км). В настоящее время на регулярной основе функционируют несколько РСДБ-сетей. В США создана система VLBA (Very-Long-Baseline Array), включающая в себя 10 радиотелескопов в среднем диаметром 25 м, расположенных на континенте, Гавайских и Виргинских островах. В европейских странах работает система EVN, регулярно объединяющая для РСДБ-экспериментов такие радиотелескопы, как 100-м Боннский, 32-м в Медине (Италия), интерферометры MERLIN (Multi-Element Radio-Linked Interferometer Network) и Вестерборк. Уже проводились эксперименты с космическими радиоинтерферометрами, одна из антенн которых размещалась на спутнике или орбитальной станции. Крупнейший инструмент такого рода создается сейчас по российско-американскому проекту «Радиоастрон».

### 4.2.3. Радиоастрономические приемники

Частоты, используемые в радиоастрономии, очень высоки — от сотен до сотен тысяч мегагерц. Сигналы от небесных тел слабы; чтобы их зарегистрировать, прежде их нужно усилить в миллионы и десятки миллионов раз. Такое усиление на сверхвысоких частотах (СВЧ) получить трудно. Поэтому сигналы на исходной частоте усиливаются лишь в несколько десятков раз, затем их частота понижается примерно до 10–100 МГц, и основное усиление проводится на этих частотах. Чтобы избежать потерь и без того слабого сигнала СВЧ в передающем тракте, усилитель СВЧ и преобразователь частоты обычно ставятся в фокусе антенны непосредственно за *облучателем* — рупором волновода, в который попадает сконцентрированное зеркалом излучение (рис. 4.12). После основного усилителя, как и во всяком приемнике, стоит детектор. Он выделяет напряжение, пропорциональное мощности сигнала на входе приемника, которое поступает на вход регистрирующего устройства.

Чувствительность радиотелескопа неизбежно ограничена шумами, как поступающими на вход приемника вместе с полезным сигналом, так и возникающими в самом приемнике. К внешним шумам относятся фон неба (включая шумы атмосферы, Галактики, реликтового излучения) и шумы антенны, обусловленные потерями мощности сигнала в самой конструкции антенны и

излучением Земли, попадающим в боковые лепестки диаграммы направленности. Внутренние шумы генерируются из-за хаотических движений электронов во всех элементах приемника. Особенно большое влияние оказывают шумы входного каскада — усилителя высокой частоты (УВЧ), так как они усиливаются всеми последующими каскадами приемника. Поэтому при создании приемников стараются всеми средствами снизить именно шумы

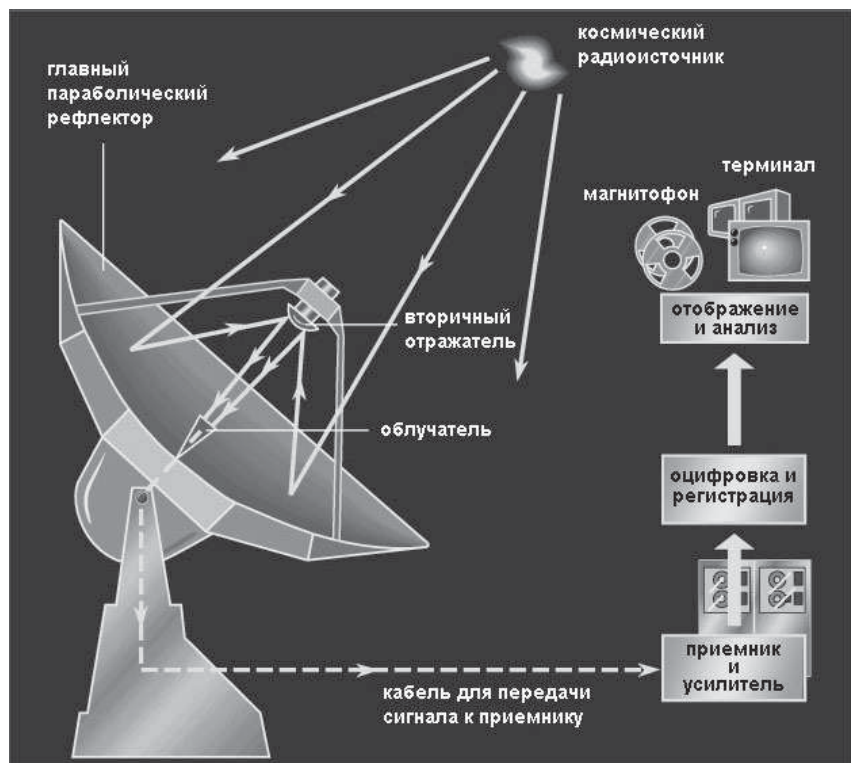


Рис. 4.12. Схема радиотелескопа

УВЧ. Для этого применяют мал шумящие усилители на специально разработанных полупроводниковых элементах, а также используют глубокое охлаждение входного усилителя, помещая его в жидкий гелий.

Качество приемника характеризуется его шумовой температурой  $T_{\text{ш}}$ . Это температура некоторого эквивалентного сопротивления, подключенного к входу идеального (нешумящего) приемника и дающего на выходе ту же интенсивность шума, что

и реальная система «антенна + приемник». Как известно, любое сопротивление, имеющее ненулевую абсолютную температуру  $T_0$ , представляет собой источник электрических шумов, возникающих при хаотических движениях электронов в нем. Спектральная плотность мощности  $P$  шумового сигнала на концах сопротивления пропорциональна его температуре:  $P = kT_0$ , где  $k = 1,38 \cdot 10^{-23}$  Дж/К — постоянная Больцмана.

Трудность наблюдений в радиоастрономии состоит в том, что по своим свойствам принимаемый сигнал неотличим от шумов приемника и антенны; это тот же шум, создаваемый в космических радиоисточниках бесчисленными, хаотически движущимися зарядами. В приемниках для радиосвязи ситуация принципиально иная. Там сигнал имеет детерминированный, предсказуемый характер с заранее известными свойствами. Поэтому методы обработки сигнала в связных и радиоастрономических приемниках разные. При радиосвязи главная задача состоит в выделении информации, которую несет в себе сигнал. В радиоастрономии при исследовании источников с непрерывным радиоспектром (который представляет собой немодулированный широкополосный шум) достаточно измерения мощности шумов в некоторой полосе частот. При этом мощность шума космического источника может быть во много раз меньше мощности шумов приемника. Для выделения слабого внешнего сигнала на фоне шумов приемной системы применяется радиометрический метод. Он состоит в усреднении наблюдаемой мощности в течение некоторого времени и сравнении найденного уровня мощности с другим уровнем, записанным в отсутствие сигнала. В качестве «уровня сравнения» используют запись соседнего участка неба, свободного от радиоисточников, или запись шумов эквивалента антенны, который периодически подключается вместо реальной антенны к входу приемника.

Точность измерения уровня сигнала определяется шумовыми флуктуациями напряжения на выходе приемника и зависит от шумовой температуры приемной системы  $T_{\text{ш}}$ . Формула для дисперсии шумовых флуктуаций (формула чувствительности приемника) имеет вид:

$$\Delta T = \frac{T_{\text{ш}}}{\sqrt{\tau \Delta \nu}},$$

где  $\tau$  — время усреднения (накопления) сигнала,  $\Delta \nu$  — полоса принимаемых частот. Приемник может уверенно зарегистрировать сигнал, который по величине превышает как минимум  $3\Delta T$ ; обычно для большей надежности берут с запасом величину



(5–10)  $\Delta T$ . Связь напряжения на выходе приемника с мощностью принимаемого сигнала («калибровочная шкала») устанавливается периодическим включением калибровочного генератора шумов известной мощности. В свою очередь, генератор шумов контролируется регулярными наблюдениями специально отобранных и тщательно исследованных калибровочных радиоисточников. В качестве таких источников могут использоваться Луна, планеты, некоторые радиогалактики и квазары.

Величина в знаменателе формулы чувствительности называется радиометрическим выигрышем. Она показывает, во сколько раз регистрируемый сигнал может быть по мощности меньше собственных шумов приемной системы. Так, при полосе частот приема 100 МГц ( $= 10^8$  Гц) и времени накопления сигнала 100 с радиометрический выигрыш достигает  $10^5$ , т. е., например, при  $T_{\text{ш}} = 100$  К система может обнаружить на этом фоне добавку мощности шумов, вызванную появлением радиоисточника в диаграмме антенны, равную нескольким милликельвинам. Цифры, приведенные в этом примере, не являются предельными. Значения  $T_{\text{ш}}$  лучших приемников могут быть на уровне 20 К. В этом случае основной вклад в шумы системы вносит атмосфера, у которой  $T_{\text{ш}}$  редко бывает ниже 40 К. Полосы частот приемников могут достигать нескольких тысяч мегагерц, а время накопления сигнала — многих часов. Поэтому чувствительность современных радиотелескопов исключительно высока. Они способны регистрировать источники радиоизлучения, плотность потока энергии от которых около  $10^{-30}$  Вт/(м<sup>2</sup>·Гц), т. е.  $10^{-30}$  Вт на 1 м<sup>2</sup> земной поверхности в интервале частот 1 Гц. При площади антенны 1000 м<sup>2</sup> и полосе частот приемника 100 МГц принимаемая мощность сигнала составит  $10^{-19}$  Вт.

Заметим, что у обычных радиовещательных приемников чувствительность не бывает выше  $10^{-11}$  Вт, т. е. они в 100 млн раз менее чувствительны, чем радиотелескопы. Встречаются ситуации, когда полоса частот не может быть произвольно увеличена. Это тот случай, когда интенсивность излучения сильно изменяется в узком интервале частот, т. е. когда наблюдается спектральная линия. При наблюдениях пульсаров, сигналы которых имеют вид импульсов длительностью в доли секунды, время накопления должно быть также очень коротким, единицы и десятки миллисекунд. Здесь для повышения чувствительности системы требуется предельно возможное снижение  $T_{\text{ш}}$  и применение специальных методов обработки сигнала.

## § 4.3. Объекты изучения и важнейшие открытия

### 4.3.1. Механизмы генерации радиоволн в космических условиях

Рассмотрим некоторые физические процессы, приводящие к генерированию радиоволн в природных условиях (механизмы радиоизлучения). Большинство космических радиоисточников характеризуется непрерывным спектром: излучение присутствует в очень широком интервале частот (в «континууме» частот), а его интенсивность относительно медленно меняется с изменением частоты. Но источники могут излучать и спектральные линии; в этом случае интенсивность излучения отличается от нуля лишь в очень узком диапазоне частот. Основные типы радиоизлучения перечислены в табл. 4.4.

В космических радиоисточниках непрерывного спектра наиболее часто встречаются тепловое излучение горячей плазмы (тормозное), либо синхротронное излучение электронов высоких энергий в магнитном поле (магнитотормозное). Тормозное излучение создается при хаотическом тепловом движении электронов и ионов в плазме. Электрон, пролетая вблизи иона, испытывает торможение под действием электрического поля иона. Часть кинетической энергии электрона переходит в энергию кванта электромагнитного излучения. Электрон свободен до взаимодействия с ионом и остается свободным после этого. Отсюда второе название такого механизма: свободно-свободное излучение. Электроны, взаимодействующие с ионами, имеют тепловое, максвелловское распределение скоростей движения. Тепловая энергия, связанная с их движением, перерабатывается в энергию излучения. Поэтому тормозной механизм считается «тепловым».

В ионизованном газе может действовать также плазменный механизм, связанный с собственными колебаниями плазмы, этот случай реализуется во всплесках солнечного радиоизлучения.

### 4.3.2. Солнце

Один из наиболее подробно изученных радиоастрономами объектов — наше Солнце. Солнечная атмосфера — это горячая плазма, излучающая радиоволны путем тормозного механизма. Для волн метрового диапазона внешняя оболочка Солнца — корона — непрозрачна; в этом диапазоне мы не можем наблюдать поверхность Солнца, видимую в оптическом диапазоне (фотосферу), а наблюдаем лишь внешние слои короны. Солнечная корона нагрета до  $2 \cdot 10^6$  К, и температура, измеренная по интенсивности солнечного радиоизлучения на длинных волнах, очень высока.

Таблица 4.4. Механизмы радиоизлучения

Механизм	Спектр	Источники
Тормозной (свободно-свободное излучение)	Непрерывный: $I_\nu \propto \nu^2$ (на низких частотах) $I_\nu \propto \nu^{-0,1}$ (на высоких частотах)	Солнечная корона, области ионизованного межзвездного водорода
Плазменный	Спектральные линии на частотах $\omega_p = \sqrt{\frac{4\pi e^2 N_e}{m_e}}$ а также $2\omega_p, 3\omega_p, \dots$	Солнце (всплески II и III типа)
Магнитотормозной нерелятивистский (циклотронный)	Спектральные линии на частотах $\omega_H = \frac{eH}{m_e c}$ а также $2\omega_H, 3\omega_H, \dots$	Солнце (шумовые бури I типа), Юпитер
Магнитотормозной релятивистский (синхротронный)	Непрерывный: $I_\nu \propto \nu^{-\alpha}$	Солнце (всплески II и IV типа), диск Галактики, остатки Сверхновых, пульсары, галактики, квазары
Линейчатое излучение атомов и молекул	Спектральные линии на частотах энергетических переходов атомов и молекул	Межзвездные облака, зоны ионизованного водорода, области звездообразования, газо-пылевые оболочки звезд поздних классов

Угловой размер Солнца, оцениваемый по наблюдениям на этих волнах, оказывается гораздо больше, чем его размер, полученный на волнах оптического диапазона, так как корона простирается на расстояние несколько солнечных радиусов. На более коротких волнах атмосфера Солнца становится прозрачной, и можно «заглянуть» в более глубокие ее слои, туда, где температура ниже. Наконец, на волнах, длиной несколько миллиметров, можно рассмотреть уже собственно фотосферу; при наблюдении на этих волнах видимый размер Солнца оказывается таким же, как и в оптическом диапазоне, а температура, измеренная по радиоизлучению, составляет около 5700 К, что находится в согласии с данными оптических наблюдений.

Радиоизлучение спокойного Солнца обусловлено тепловым тормозным механизмом, но его радиоспектр достаточно сложен. На разных частотах основной вклад в излучение дают различные слои солнечной атмосферы, имеющие разную температуру.

Все сказанное относится к спокойному Солнцу, на диске которого мало пятен и нет крупных солнечных вспышек. Однако в годы высокой активности Солнца на его поверхности происходят грандиозные события — солнечные вспышки, сопровождаемые мощными всплесками радиоизлучения и выбросом большого количества заряженных частиц — электронов и протонов. Потoki таких частиц, достигая орбиты Земли, могут оказывать существенное влияние на нашу планету, на ее атмосферу, магнитосферу и биосферу. Всплески радиоизлучения активного Солнца разнообразны по своим характеристикам: насчитывается пять их типов.

### **4.3.3. Луна и планеты**

Радиоисточниками являются также Луна и планеты Солнечной системы, излучающие радиоволны, как и все нагретые тела. Однако их излучение слабо, так как температуры низки по сравнению с температурой Солнца. Исключение составляет Юпитер, у которого на длинных волнах (несколько десятков метров) наблюдаются мощные всплески излучения. Скорее всего, они вызваны электронами космических лучей, влетающими в магнитное поле этой планеты и излучающими в нем посредством синхротронного механизма.

### **4.3.4. Радиолокационная астрономия**

Радиолокационные исследования небесных тел — один из редких случаев в астрономической науке, когда имеется возможность активно воздействовать на изучаемый объект. Электромагнитная волна, посланная передатчиком радара, отражается от поверхности объекта, рассеивается ею. Временная задержка отраженного сигнала позволяет очень точно определить расстояние до объекта, а сдвиг частоты сигнала — скорость объекта. Более тонкие свойства сигнала несут в себе информацию о строении отражающей поверхности. Радиолокация обеспечивает высокую точность измерения расстояний и скоростей движения в Солнечной системе, недостижимую другими методами.

***Основная формула радиолокационной астрономии.*** Космическая радиолокация — одна из труднейших областей экспери-

ментальной радиоастрономии. Мощность  $P$  принятого на Земле сигнала, отраженного от планеты, ничтожна:

$$P = \frac{WA_{\text{eff}}^2 \sigma x}{4\pi d^4 \lambda^2}.$$

Здесь  $W$  — мощность передатчика,  $A_{\text{eff}}$  — эффективная площадь антенны,  $d$  — расстояние до планеты,  $\lambda$  — длина волны,  $\sigma$  — эффективная отражающая площадь планеты,  $x$  — коэффициент отражения радиоволн, или «радиоальbedo» планеты (считается, что планета отражает радиоволны изотропно);  $x = \left(\frac{n-1}{n+1}\right)^2$ , где  $n$  — показатель преломления вещества планеты, причем  $n^2 = \varepsilon$ , где  $\varepsilon$  — диэлектрическая проницаемость вещества поверхности. В частности, для лунного грунта коэффициент отражения  $x = 0,06-0,07$ , т.е. ниже, чем альbedo Луны в видимом свете (в среднем около 8%). Таким образом, величина  $P$  обратно пропорциональна четвертой степени расстояния до исследуемого объекта; к тому же отражается от планеты лишь малая часть энергии радиоволн, упавших на нее.

Предполагается, что передача зондирующего сигнала и прием отраженного сигнала осуществляются одной и той же антенной. Такой метод радиолокации называется моностатическим. Применяется и бистатический метод, в котором передача и прием осуществляются разными антеннами. В этом случае в формуле вместо  $A_{\text{eff}}^2$  нужно подставить произведение  $A_{\text{eff}1}A_{\text{eff}2}$ .

По характеру излучаемого сигнала различают импульсную локацию и локацию непрерывным сигналом. Основные антенны, используемые в настоящее время для радиолокации планет:

- Аресибо, о. Пуэрто-Рико, диаметр 305 м,  $\lambda = 13$  см;
- Евпатория, Крым, диаметр 70 м,  $\lambda = 39$  см;
- Голдстоун, Калифорния, диаметр 64 м,  $\lambda = 3,5$  и 13 см, в бистатическом режиме прием осуществляется на системе апертурного синтеза VLA.

**Структура сигнала, отраженного от планеты.** Пусть передатчик локатора излучает непрерывный монохроматический сигнал. При отражении от вращающейся планеты спектр сигнала расширится вследствие эффекта Доплера максимально до величины  $\Delta\nu = 4\nu V/c = 4V/\lambda$ , где  $\nu$  — частота излучаемого сигнала,  $V$  — линейная скорость вращения планеты на экваторе. Помимо уширения, спектр сигнала сдвинется как целое на величину  $\Delta\nu_0 = -\nu V_0/c$ , где  $V_0$  — лучевая скорость движения планеты как целого относительно Земли.

Если локация осуществляется очень короткими импульсами, отраженные импульсы оказываются растянутыми по времени, так как волны, отраженные от разных частей планеты, приходят на Землю не одновременно. Первым поступит сигнал от подрадарной точки (т. е. ближайшей к Земле точки поверхности планеты). Далее в каждый момент времени сигнал будет поступать от кольца на видимом диске планеты, радиус кольца увеличивается со временем. Максимальное увеличение длительности импульса (для точек, расположенных на лимбе планеты)  $\Delta t = 2R/c$ , где  $R$  — радиус планеты.

Реально величины уширения спектра  $\Delta\nu$  и растягивания импульса  $\Delta t$  оказываются меньше, чем дают вышеприведенные формулы. В первую очередь  $\Delta\nu$  и  $\Delta t$  определяются отражающими свойствами поверхности планеты, прежде всего ее «шероховатостью». Если поверхность планеты гладкая, то отраженный сигнал придет в основном из области вблизи подрадарной точки,  $\Delta\nu$  и  $\Delta t$  будут невелики. Если же на поверхности присутствуют неоднородности с углами наклона склонов до  $i$ , то можно обнаружить сигналы от области планеты на центральных углах относительно направления на подрадарную точку, не превышающих  $i$ . Отраженный сигнал от лимба может быть получен только при наличии там отвесных склонов. Важную роль могут сыграть локальные неоднородности коэффициента отражения. На Меркурии и Марсе отраженные сигналы были обнаружены от приполярных областей благодаря наличию подпочвенных включений льда с диэлектрической проницаемостью  $\epsilon$ , резко отличной от  $\epsilon$  окружающего грунта.

**Меркурий.** Радиолокация проводится с 1962 г. ( $\lambda = 3,8, 12, 43$  и  $70$  см). По характеру отраженных сигналов установлено, что грунт и рельеф напоминают лунный, перепад высот до  $7$  км. Найдено, что время оборота Меркурия вокруг оси  $59$  суток, а не  $88$  суток, как считалось ранее на основе оптических наблюдений. Наиболее интересные результаты получены в 1991 г. Сигнал на частоте  $2,4$  ГГц излучался передатчиком в Голдстоуне, а принимался на VLA и в Аресибо. Пространственное разрешение на поверхности Меркурия составляло  $15$  км. Неожиданно был обнаружено радиоэхо от приполярной области планеты. Данные интерпретируются наличием неоднородностей показателя преломления на небольшой глубине под поверхностью. На дне крупных кратеров вблизи полюсов Меркурия, куда не заглядывает Солнце, вероятно, присутствуют подпочвенные включения льда размером до нескольких метров. В то же время, благодаря зна-

чительному наклону плоскости орбиты Меркурия ( $7^\circ$ ), земной наблюдатель имеет возможность в некоторые периоды времени видеть дно полярных кратеров.

**Венера.** Радиолокация Венеры проводится с 1961 г., впервые она была выполнена в СССР под руководством акад. В. А. Котельникова; много работ было выполнено на 305-метровом телескопе в Аресибо. Первые же результаты принесли существенно новую информацию: впервые был определен период вращения Венеры вокруг оси (243 сут), причем вращение оказалось обратным, т. е. в сторону, противоположную орбитальному движению. Поверхность Венеры окутана плотными облаками, поэтому о ее топографии практически ничего не было известно. Ситуация полностью изменилась после вывода на орбиту вокруг Венеры космических аппаратов, снабженных радиолокаторами. Зонд «Пионер-Венера-1» (1979, США), с помощью обычного радиовысотомера получил карту экваториальных областей

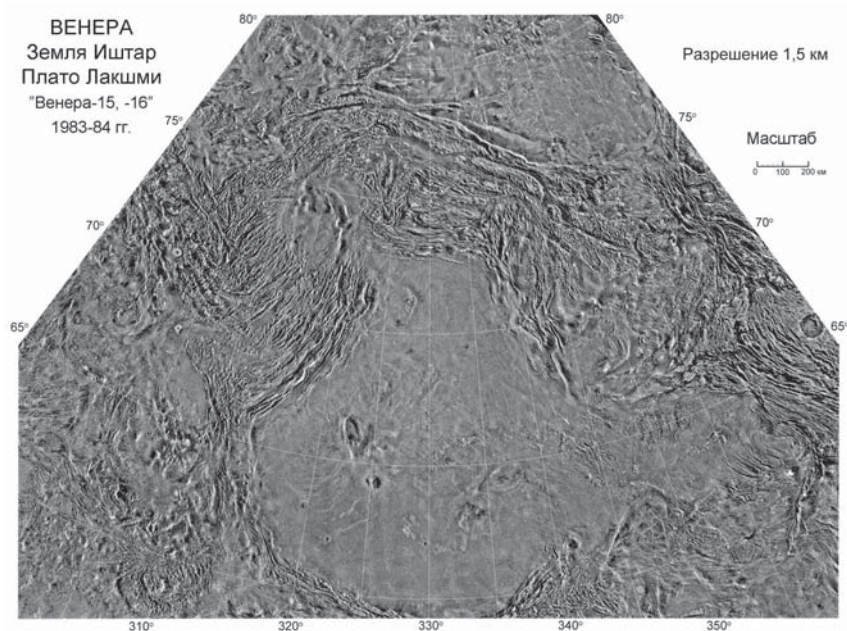


Рис. 4.13. Первые детальные радиокарты Венеры были получены орбитальными аппаратами «Венера-15 и -16» (СССР) с помощью локаторов бокового обзора. На этой карте в центре высокогорное плато Лакшми, справа — горы Максвелла, самые высокие на Венере, а на их вершине (правый край карты) гигантский кратер Клеопатра диаметром 105 км





Рис. 4.14. Радиоизображение поверхности Венеры, полученное в 1990–1994 гг. локатором бокового обзора орбитального аппарата «Магеллан» (США). Карта дополнена данными радиотелескопа Аресибо. Мельчайшие детали на ней имеют размер около 3 км. Светлым обозначены возвышенности, темным — низменности. Большая область со светлым пятном вверху — Земля Иштар с горами Максвелла. Видны также многочисленные кольцевые структуры

Венеры с разрешением около 80 км. Аппараты «Венера-15» и «Венера-16» (1984, СССР) впервые имели радиолокаторы бокового обзора, что позволило им получить карту северного полушария планеты с разрешением 1,5 км (рис. 4.13). Близкий к ним по конструкции «Магеллан» (1990–94, США) получил самые подробные карты рельефа почти всей поверхности Венеры (рис. 4.14). Мельчайшие детали на лучших радиолокационных изображениях Венеры имеют размер около 100 м. Венера оказалась очень активной планетой: всюду видны следы

вулканической деятельности, присутствуют крупные структуры, не подвергшиеся разрушению даже под действием агрессивной кислотной атмосферы.

**Марс.** Первые радиолокационные наблюдения выполнены в 1963 г. Были обнаружены большие неровности рельефа, измеренные перепады высот превышали 20 км. Поверхность планеты рассеивает радиоволны под большими углами, так как на ней много мелких образований. Как показали фотоснимки, полученные аппаратом «Викинг», поверхность Марса усеяна камнями. В 1991 г. в радарном эксперименте Голдстоун-VLA ( $\lambda$  3,5 см) выявлены новые структурные особенности коэффициента отражения марсианского грунта. В горной области Фарсида (Tharsis) найдена огромная долина Stealth, практически не отражающая радиоволны. Вероятно, это мелко раздробленная пыль или пепел с очень низкой плотностью,  $\sim 0,5$  г/см<sup>3</sup>, что может указывать на сильный вулканизм в этой области в прошлом. Получен также сильный сигнал, отраженный под большим углом к поверхности от южной полярной шапки. Как и в случае Меркурия, это можно объяснить присутствием льда CO<sub>2</sub> или H<sub>2</sub>O с небольшой примесью пыли на глубине до 2–5 м под поверхностью.

**Юпитер.** Попытка радиолокации была предпринята в 1964 г. на волнах 12 и 70 см. Отраженный сигнал не был обнаружен. Отсутствие радиоэхо от Юпитера связано с большим поглощением радиоволн в его атмосфере.

**Сатурн.** Локация проводилась в 1973 г. на волне 12,5 см. Радиоэхо было зарегистрировано только от колец планеты, эффективная отражающая площадь  $\sigma$  составляла около 60% от их видимой геометрической площади. Столь высокая отражательная способность может быть объяснена тем, что кольца состоят из кусков льда размером от нескольких сантиметров до 1 м.

Радиолокационные исследования Урана, Нептуна и Плутона не проводились ввиду слишком больших расстояний до этих планет.

**Астероиды и кометы.** Радиоэхо от малого тела солнечной системы впервые получено в 1979 г., когда в Аресибо на волне 12,5 см была предпринята локация астероида Веста размером 272 км. С тех пор радарные исследования проведены для многих астероидов. Некоторые результаты оказались совершенно новыми. Радиолокация впервые дала возможность определить форму малых планет. Найдено, что многие мелкие астероиды —

двойные, они состоят из двух глыб размером несколько километров; эти фрагменты обращаются вокруг общего центра масс, почти касаясь друг друга. Коэффициент отражения радиоволн у астероидов бывает очень высоким. Вероятно, их состав такой же, как у железных метеоритов (сплав железа и никеля). Радиолокационные изображения астероидов часто показывают их причудливую неправильную форму. Давно известный астероид Клеопатра, открытый в 1880 г., напоминает гантель с утолщениями на концах. Двойственность и неправильная форма астероидов свидетельствуют о том, что это осколки более крупных протопланетных тел, испытавших взаимные столкновения с большими скоростями.

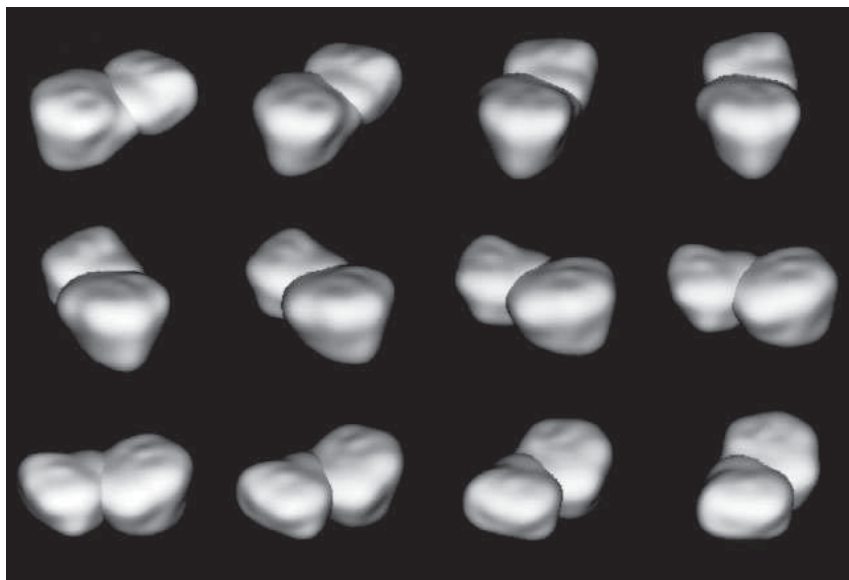


Рис. 4.15. Серия радарных изображений астероида 4769 Castalia, полученных в 1989 г. с помощью 305-м радиотелескопа в Аресибо, когда астероид сближился с Землей на 5,6 млн км. Максимальная длина астероида 1,8 км. Вероятно, он состоит из двух отдельных частей, соприкасающихся друг с другом

Проводилась радиолокация ряда комет, в том числе знаменитой кометы Галлея во время ее прохождения в 1986 г. К наиболее интересным результатам здесь относится обнаружение потоков вещества, вылетающего из ядра кометы под действием солнечного излучения. Скорость вещества, измеренная по доплеровскому смещению частоты отраженного сигнала, достигает нескольких километров в секунду.

**Солнце.** Трудность радиолокации Солнца состоит в том, что собственное радиоизлучение Солнца может быть на 2–3 порядка величины интенсивнее, чем отраженный импульс. Зондирующую волну нужно выбирать достаточно длинной, чтобы она отражалась от высоких уровней в солнечной короне, иначе волна до отражения испытает сильное поглощение в корональной плазме. Первые эксперименты были проведены в 1960-х гг. на метровых волнах. Отраженный сигнал был смещен по частоте относительно зондирующего сигнала. Наблюдаемое смещение соответствовало движению отражающего слоя по направлению к наблюдателю со скоростью 16 км/с. Этот эксперимент дал первое прямое доказательство существования солнечного ветра — высокоскоростного истечения плазмы из солнечной короны. Одновременно наблюдалось значительное уширение спектра отраженного сигнала. Отсюда был сделан вывод, что в короне имеются турбулентные движения со скоростями до 300 км/с.

**Радиолокация метеоров.** Радиосигналы, отраженные от метеорных следов в атмосфере Земли, зарегистрированы Дж. Хеем в Англии в 1944 г., хотя эпизодически наблюдались и раньше. Механизм отражения радиоволн — томсоновское рассеяние на свободных электронах в ионизованном метеорном следе. По доплеровскому смещению частоты радиоэхо от ионизованной воздушной подушки перед метеором можно определить скорость метеора. Пространственные траектории метеоров определяются при одновременных наблюдениях из нескольких пунктов. Таким способом было открыто несколько дневных метеорных потоков, которые невозможно выявить оптическими наблюдениями.

#### 4.3.5. Галактика

Вся наша Галактика — источник синхротронного радиоизлучения, особенно заметного на метровых волнах. Область этого излучения опоясывает небесную сферу в виде кольца, плоскость которого совпадает с плоскостью Млечного Пути. Радиоизлучение Галактики усилено в направлении галактического центра, в созвездии Стрельца (именно эту область впервые наблюдал Карл Янский в 1931 г.).

**Межзвездный нейтральный водород.** Помимо излучения в непрерывном спектре, которое у многих небесных тел происходит практически во всем диапазоне частот, доступном наблюдениям с поверхности Земли (от  $10^7$  до  $3 \cdot 10^{11}$  Гц), радиоастрономы исследуют спектральные линии, занимающие очень узкие интервалы частот. Например, линия атомарного водорода

с  $\lambda = 21$  см имеет центральную частоту  $\nu_0 = 1420$  МГц, а все излучение в этой линии бывает сосредоточено вокруг  $\nu_0$  в полосе частот, не превышающей 2 МГц. По аналогии со светом определенной длины волны, такое радиоизлучение называется монохроматическим.

При переходах с одного энергетического уровня ( $E_1$ ) на другой ( $E_2$ ) атом излучает или поглощает электромагнитный квант определенной энергии  $\Delta E = E_1 - E_2$ ; ему соответствует частота электромагнитного колебания  $\nu = \Delta E/h$ , где  $h = 6,6262 \times 10^{-34}$  Дж·с — постоянная Планка. Если разность энергий  $\Delta E$  незначительна (энергетические уровни расположены близко друг к другу), то низка и частота излучения. Яркий пример — водород, самый распространенный элемент во Вселенной. У атома водорода наиболее низкий по энергии (основной) уровень состоит из двух подуровней, разность энергий  $\Delta E$  которых соответствует излучению уже упоминавшейся спектральной линии с длиной волны 21 см. Атомы водорода в больших количествах присутствуют в межзвездной среде (есть там и молекулы  $H_2$ , но все же значительная часть водорода находится в атомарном состоянии). При столкновении атома водорода с другим атомом или молекулой часть кинетической энергии относительного движения этих частиц может пойти на то, чтобы перевести атом водорода с нижнего подуровня на верхний, откуда он спустя некоторое время может совершить самопроизвольный (спонтанный) переход на нижний подуровень, излучив квант с длиной волны  $\lambda = 21$  см. Таким образом, атомы водорода перерабатывают энергию теплового движения частиц в энергию радиоизлучения.

Наличие в спектре линии 21 см позволяет исследовать области межзвездной среды, имеющие низкую температуру (10–100 К) и не излучающие в оптическом диапазоне, а также газовые облака, очень удаленные от нас и скрытые межзвездной пылью, которая сильно поглощает оптическое излучение, но свободно пропускает радиоволны. Плотность водорода в межзвездных газовых облаках очень мала: обычно она равна 1 атому на  $1\text{ см}^3$  и редко превышает  $1000\text{ атом/см}^3$ . Тем не менее, большая протяженность межзвездных облаков (десятки световых лет) приводит к тому, что суммарное излучение всех атомов водорода в линии 21 см достаточно интенсивно.

Если атомы движутся относительно наблюдателя, то, в соответствии с законом Доплера, их частота излучения воспринимается слегка смещенной ( $\Delta\nu$ ) пропорционально скорости атомов

вдоль луча зрения (лучевой скорости)  $V_R$ :

$$\Delta\nu = -\frac{\nu_0 V_R}{c},$$

где  $\nu_0$  — частота излучения покоящихся атомов. При удалении атомов от наблюдателя  $V_R > 0$ , при приближении  $V_R < 0$ . Изменяя зависимость интенсивности излучения от частоты (профиль линии), радиоастроном может рассчитать лучевую скорость  $V_R$  всего облака газа, а по ширине и форме профиля выяснить наличие в облаке внутренних движений, например, определить вращение облака, его сжатие или расширение. На рис. 4.16 представлен характерный профиль линии излучения 21 см; отдельные максимумы излучения соответствуют газовым облакам, находящимся на разных расстояниях от нас и имеющим различные лучевые скорости.

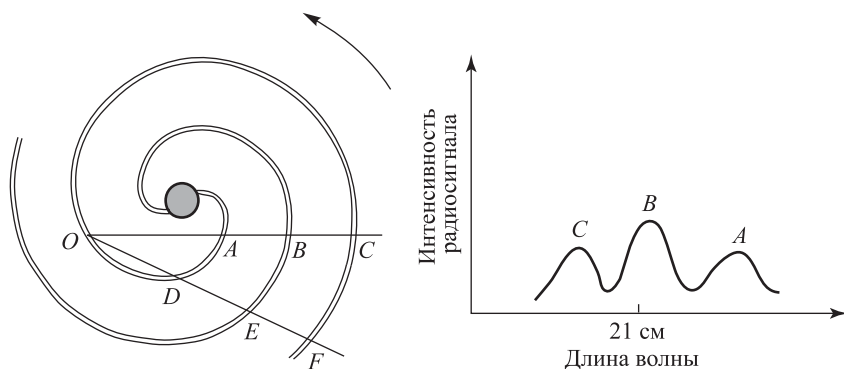


Рис. 4.16. Исследование структуры диска Галактики по радиоизлучению нейтрального водорода на волне 21 см. Слева — схема спиральной структуры диска;  $O$  — наблюдатель;  $OC$  и  $OF$  — направления наблюдения;  $A$ ,  $B$ ,  $C$ ,  $D$ ,  $E$  и  $F$  — точки пересечения луча зрения радиотелескопа со спиральными рукавами. Справа — профиль линии 21 см в направлении  $OC$

Исследование лучевых скоростей газа во многих направлениях при помощи наблюдения спектральной линии 21 см позволило проследить строение всей нашей Галактики, и, что особенно важно, наиболее удаленных ее областей, свет звезд которых не доходит до Земли из-за поглощения межзвездной пылью. Оказалось, что газ в Галактике сосредоточен в тонком диске, плоскость которого совпадает с плоскостью Млечного Пути. В этом диске газ распределен неравномерно: он концентрируется в спиральных ветвях, представляющих собой цепочки газовых комплексов. Излучение в линии 21 см обнаружено и в других

галактиках, причем у ближайших среди них оно позволило изучить спиральную структуру.

**Межзвездные молекулы. Гигантские молекулярные облака.** Спектры многих молекул также содержат линии, лежащие в радиодиапазоне. Например, для молекулы гидроксила  $\text{OH}$  (на Земле в свободном виде не встречается вследствие высокой химической активности, однако в космических условиях, где плотность мала, может существовать длительное время) характерны четыре спектральные линии вблизи  $\lambda = 18$  см, для молекулы воды  $\text{H}_2\text{O}$  — линия с  $\lambda = 1,35$  см, и т. д. О существовании в межзвездной среде и в атмосферах звезд некоторых простых молекул, состоящих из двух атомов ( $\text{CH}$ ,  $\text{CN}$ ,  $\text{TiO}$  и др.), известно давно из исследований оптических спектров. Однако с развитием радиоастрономической техники было обнаружено в межзвездной среде и в атмосферах звезд радиоизлучение в спектральных линиях, принадлежащих очень многим молекулам. Всего к настоящему времени найдено свыше 100 видов молекул, начиная от простейших ( $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CO}$ ) и кончая сложными органическими соединениями, например, уксусный альдегид  $\text{CH}_3\text{CONH}$ , винилцианид  $\text{CH}_2\text{CHCN}$ , этиловый спирт  $\text{C}_2\text{H}_5\text{OH}$ .

До начала 1970-х считалось, что сложные молекулы не могут долго существовать в межзвездном пространстве, поскольку должны быстро разрушаться под действием ультрафиолетового (УФ) излучения звезд. Однако оказалось, что в межзвездной среде имеются плотные газовые облака, содержащие значительное количество пылевых частиц (графитовых хлопьев или кристалликов льда); пыль надежно защищает внутреннюю часть облака от УФ излучения звезд. Образование молекул происходит либо в самом газе при столкновениях атомов, либо на поверхности пылинок. Атомы, осевшие на пылинке, проводят некоторое время в близком соседстве друг с другом, и поэтому велика вероятность того, что они объединятся в молекулу. Так образуются молекулы  $\text{H}_2$ , самые распространенные в межзвездной среде. Радиоастрономические исследования, таким образом, показывают, что в межзвездной среде идут сложные химические процессы.

Наблюдения в радиолиниях молекул существенно расширили наше представление о межзвездной среде. Очень полезной для астрофизики оказалась молекула окиси углерода  $\text{CO}$ . Она прочна: потенциал ее диссоциации (11,1 эВ) незначительно меньше потенциала ионизации атома водорода (13,6 эВ). Молекула  $\text{CO}$  существует во многих межзвездных облаках, в том числе таких, которые не удается наблюдать в атомарной линии 21 см,



поскольку большая часть водорода в них существует в форме молекул  $H_2$ , не имеющих радиолиний. Еще одно преимущество наблюдений молекулы CO: ее основные радиолинии ( $\lambda$  2,6 и 1,3 мм) лежат в диапазоне миллиметровых волн, поэтому можно проводить наблюдения с достаточно высоким угловым разрешением даже на инструментах скромного размера.

Наблюдения в линиях CO позволили выявить в Галактике новую популяцию объектов — гигантские молекулярные облака (ГМО). Это плотные облака из газа и пыли, поглощение света в них достигает десятков звездных величин, поэтому в оптическом диапазоне они если и могут наблюдаться, то лишь в виде темных пятен («угольных мешков») на фоне Млечного Пути. Всего в Галактике насчитывается около 6000 ГМО. Их индивидуальные массы достигают  $10^5$ – $10^6 M_\odot$ , а плотности в их центральных областях — до  $10^6 \text{ см}^{-3}$ . ГМО играют важную роль в эволюции населения Галактики. Благодаря гравитационной неустойчивости в их недрах зарождаются новые поколения звезд, которые затем разрушают породившее их облако. Поэтому многие области активного звездообразования в Галактике (ассоциации ОВ-звезд и связанные с ними диффузные туманности) соседствуют с комплексами ГМО.

**Космические мазеры.** Удивительными особенностями обладает излучение в линиях молекул OH (18 см) и  $H_2O$  (1,35 см). Его интенсивность исключительно велика, хотя угловые размеры источников незначительны: диаметры источников не превышают размера Солнечной системы — по галактическим масштабам они очень малы. Большая интенсивность радиоизлучения объясняется его усилением в результате эффекта, аналогичного тому, какой имеет место в квантовых генераторах радиоволн (мазерах) и света (лазерах).

Возникновение мазерного эффекта в космических радиоисточниках вызвано особыми условиями, в которых находятся молекулы. При облучении, например, инфракрасным светом молекулы OH после ряда переходов между энергетическими уровнями могут задерживаться на верхнем из пары уровней, переход между которыми дает одну из линий вблизи  $\lambda = 18 \text{ см}$ . Если через облако газа проходит радиоизлучение, соответствующее  $\lambda = 18 \text{ см}$  (например, от близлежащего источника с непрерывным спектром), то молекулы в массовом количестве совершают вынужденные переходы на нижний уровень, испуская кванты той же длины волны; при этом излучение на частоте линии многократно усиливается. С нижнего уровня молекулы под действием

инфракрасного излучения снова «перебрасываются» на верхний, опять отдают квант, соответствующий длине волны 18 см, и т. д., т. е. процесс усиления идет непрерывно.

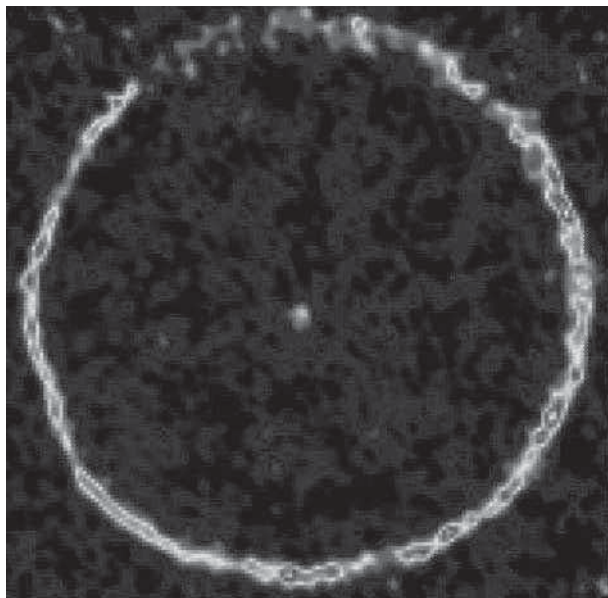


Рис. 4.17. Изображение околозвездной оболочки звезды ТТ Лебедя — красного гиганта, теряющего вещество. Расстояние звезды от Солнца 500 пк. Звезда богата углеродом, в ее атмосфере имеется большое количество молекул, содержащих углерод. Карта показывает излучение в линии молекулы СО

Источники излучения в линиях  $\text{OH}$  и  $\text{H}_2\text{O}$  чаще всего встречаются в тех областях Галактики, где в данное время происходит образование звезд (и, возможно, планетных систем) при сжатии и фрагментации гигантских молекулярных облаков. Исследование молекулярных спектров небесных источников позволяет «увидеть» новых членов звездного населения Галактики в самый момент их зарождения.

Еще один вид объектов, где наблюдается мазерное радиоизлучение молекул  $\text{OH}$ ,  $\text{H}_2\text{O}$ , а также  $\text{SiO}$  — звезды поздних спектральных классов, красные гиганты и сверхгиганты. Многие из них меняют свой блеск; они относятся к классу звезд типа Миры Кита или к полуправильным переменным звездам с периодами изменения блеска порядка нескольких сотен суток. Эти звезды имеют массы  $1\text{--}3 M_\odot$  и находятся на конечной стадии своей эволюции. Их размеры достигают  $1\text{--}5$  а. е., и они

легко теряют вещество с интенсивностью  $\sim 10^{-7} - 10^{-6} M_{\odot}$  в год. Сброшенное вещество образует расширяющуюся оболочку из пыли и газа вокруг звезды. Условия в оболочке благоприятны для существования молекул и генерации мазерного излучения. Кроме мазерных линий, околозвездные оболочки излучают и «спокойные», тепловые линии молекул CO, SiO, HCN и некоторых других. Иногда околозвездные оболочки достигают размеров в доли парсека.

Пример карты околозвездной оболочки вокруг красного гиганта ТТ Лебеда дан на рис. 4.17. Пятно в центре — излучение газа, который был потерян звездой за последние несколько сотен лет и находится еще в непосредственной близости от нее. Тонкое кольцо радиусом около 0,08 пк состоит из газа, сброшенного около 6000 лет назад. Следовательно, потеря массы звездой происходит не с постоянной скоростью, а в виде отдельных эпизодов, когда интенсивность выброса на некоторое время резко возрастает.

Таким образом, данные по околозвездному радиоизлучению молекул дают возможность проследить процесс потери массы звездой. Стадия активной потери вещества занимает лишь несколько сотен тысяч лет из нескольких миллиардов лет эволюции этих звезд и при этом приводит к полной перестройке звезды: на месте красного гиганта образуется горячий белый карлик. Сброшенное вещество формирует расширяющуюся планетарную туманность. Таков заключительный этап эволюции звезд солнечного типа.

**Межзвездный ионизованный водород.** К числу давно известных галактических радиоисточников принадлежат диффузные туманности. Это облака ионизованного водорода, или зоны Н II (в отличие от облаков нейтрального водорода — зон Н I). Зоны Н II расположены около горячих звезд спектральных классов О и В — мощных источников УФ излучения; поэтому они распределены в Галактике так же, как молодые массивные звезды, т. е. концентрируются к галактической плоскости. Из-за межзвездного поглощения света возможность наблюдать зону Н II как оптическую диффузную туманность существует только в ближайшей окрестности Солнца. Пример близкой к Солнцу зоны Н II — это Большая туманность Ориона, видимая невооруженным глазом, она же радиоисточник Орион А.

Большинство зон Н II обнаруживается лишь в радиодиапазоне, как источники, сосредоточенные вдоль галактического экватора. Радиоизлучение зон Н II создается тормозным механиз-

мом. Оно обладает характерным непрерывным радиоспектром, состоящим из двух участков. На длинных волнах, где облако непрозрачно для собственного радиоизлучения, оно испускает энергию приблизительно как черное тело: интенсивность с увеличением частоты растет согласно формуле Рэлея–Джинса пропорционально  $\nu^2$ . На более высоких частотах зона H II становится прозрачной. Интенсивность с увеличением частоты перестает расти, а затем постепенно начинает уменьшаться. Кроме непрерывного радиоспектра, от зон H II принимается радиоизлучение в спектральных линиях очень высоковозбужденных атомов водорода, гелия и других элементов. Эти линии называют рекомбинационными, так как они возникают при каскадных переходах электронов в атомах, испытывающих рекомбинации. Совместный анализ данных по непрерывному спектру и рекомбинационным линиям позволяет определить температуру и плотность зон H II. Температуры для разных объектов этого типа примерно одинаковы, они определяются механизмом охлаждения — излучением в оптических линиях водорода и ионов кислорода, азота, серы и некоторых других элементов; средняя температура зон H II около  $10^4$  К. Плотности различаются гораздо сильнее. Протяженные диффузные зоны размером до десятков парсеков имеют концентрацию частиц  $1\text{--}100\text{ см}^{-3}$ ; в то же время вокруг очень молодых звезд найдены компактные и сверхкомпактные зоны H II с плотностью, достигающей  $10^6\text{ см}^{-3}$ .

Кроме зон H II, радиорекомбинационные линии наблюдаются и от других областей межзвездного газа — внешних частей диффузных межзвездных облаков. Водород в этих областях почти полностью нейтрален, зато ионизован углерод, поэтому обнаруживаются именно углеродные линии. Температура областей C II невысока, собственное излучение в линиях углерода исключительно слабо и не обнаруживается. Но если облако проецируется на сильный источник непрерывного спектра, то на его фоне можно наблюдать линии углерода в поглощении. Так, в направлении остатка вспышки сверхновой Кассиопея А была зарегистрирована в поглощении самая длинноволновая линия из всех наблюдавшихся —  $C732_\alpha$  ( $\lambda 18\text{ м}$ ), возникающая при переходе с 732 на 733 уровень. Интересно отметить, что столь сильно возбужденный атом углерода имеет вполне макроскопический размер, около 0,1 мм.

**Остатки вспышек сверхновых.** В нашей Галактике к источникам нетеплового излучения относятся остатки вспышек сверхновых — туманности, возникшие вокруг взорвавшихся звезд.

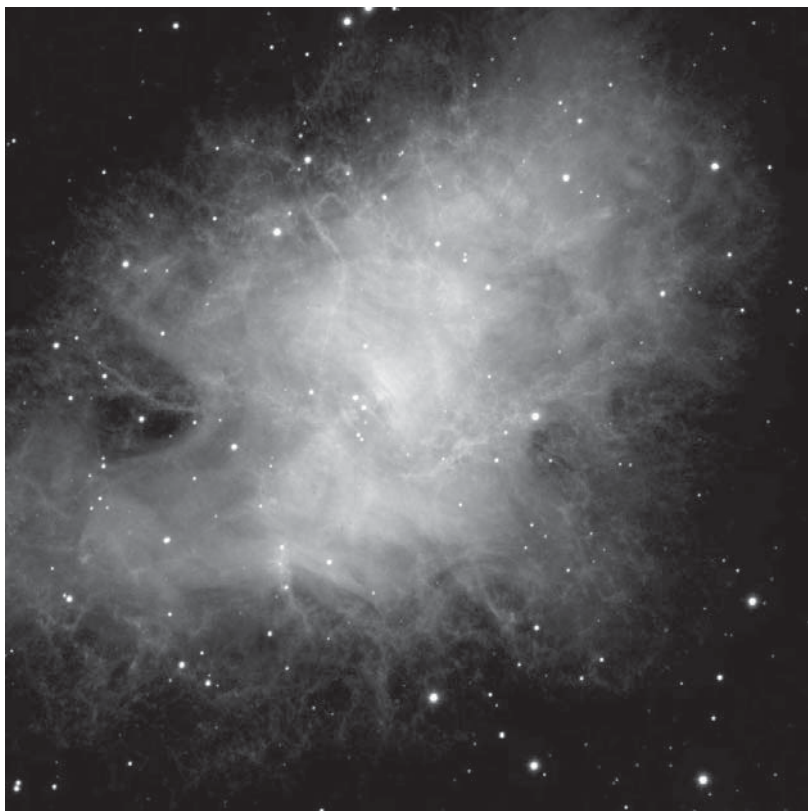


Рис. 4.18. Оптическое изображение Крабовидной туманности — остатка вспышки Сверхновой 1054 г. Отчетливо видны две составляющие туманности — тонкие волокна и аморфная масса. Волокна состоят из газа, выброшенного при взрыве звезды. Аморфная масса представляет собой область синхротронного излучения электронов высоких энергий в магнитном поле; спектр этого излучения проходит через все диапазоны — от радиочастот и оптики до рентгеновского и гамма-излучения. В центре туманности находится пульсар с периодом вращения  $1/30$  секунды, который служит источником энергичных электронов

Вспышка сверхновой — одно из выдающихся явлений в мире звезд, когда из-за неустойчивости ядерного горения или из-за коллапса ядра звезда взрывается. За несколько суток выделяется энергия порядка  $10^{44}$ – $10^{45}$  Дж, а большая часть массы звезды разлетается со скоростью несколько тысяч километров в секунду, сгребая околозвездное вещество и окружающий межзвездный газ. Если не вся масса звезды разлетелась при взрыве, то оставшаяся часть превращается в нейтронную звезду (которая

может наблюдаться как пульсар) или в черную дыру. В среднем сверхновая вспыхивает в Галактике один раз в 300 лет.

Основной признак остатка сверхновой — синхротронное радиоизлучение с характерным степенным спектром ( $S \sim \nu^{-\alpha}$ ). Близкие остатки вспышек сверхновых наблюдаются также в виде оптических туманностей с оболочечной структурой. Некоторые остатки не имеют ярко выраженной оболочки, они как бы заполнены внутри, их называют *плерионами*. Наиболее знаменитый остаток вспышки сверхновой плерионного типа — объект, известный в оптическом диапазоне как Крабовидная туманность (рис. 4.18). Радиоизлучение остатков сверхновых создают энергичные электроны, ускоренные до релятивистских энергий турбулентными движениями плазмы в остатке, а в некоторых из них, как в Крабовидной туманности, электроны непрерывно возобновляются в результате активности остатка взорвавшейся звезды — пульсара. В нашей Галактике известно свыше сотни остатков сверхновых, большинство из них не имеет оптического отождествления и наблюдается только в виде нетепловых радиоисточников.

**Пульсары.** Среди нетепловых радиоисточников Галактики очень интересны пульсары, радиоволны от которых поступают отдельными периодическими вспышками длительностью в несколько тысячных долей секунды; интервалы между вспышками составляют от нескольких тысячных секунды до нескольких секунд. По современным представлениям пульсар — это нейтронная звезда, плотное тело размером несколько километров, остаток ядра взорвавшейся звезды, обладающий сильным магнитным полем (до  $10^{12}$  Гс). Пульсар быстро вращается, при этом в его окрестностях может происходить ускорение электронов до сверхвысоких энергий. Ускоренные электроны отдают энергию в виде синхротронного излучения, причем радиоволны испускаются только в узком конусе, жестко «привязанном» к пульсару посредством магнитного поля. Когда такой конус на короткое время «освещает» Землю, мы наблюдаем всплеск радиоизлучения.

К настоящему времени открыто около 1800 пульсаров. Большинство из них — сравнительно молодые объекты с возрастом несколько тысяч лет. С течением времени вращение пульсаров замедляется из-за потери энергии быстро вращающимся, сильно намагниченным телом. Соответственно, период пульсара постепенно возрастает. По отношению периода пульсара и скорости его возрастания можно приближенно оценить возраст пульсара.

Среди пульсаров имеется сравнительно небольшая группа объектов, числом около 50, обладающая существенно иными свойствами. Прежде всего, их отличают гораздо более короткие периоды: минимальное значение периода у одного из них 1,5 миллисекунды, поэтому такие пульсары называют миллисекундными. В отличие от «нормальных» пульсаров, у миллисекундных периоды со временем не возрастают, а у некоторых даже убывают. Оценки магнитного поля для них существенно ниже ( $10^8$  Гс), а возраст достигает сотен миллионов лет. Большинство миллисекундных пульсаров входят в двойные системы, что дает ключ к разгадке их природы. По-видимому, это старые нейтронные звезды с затухающим магнитным полем, давно пережившие стадию нормального пульсара. Однако перетекание вещества со звезды-спутника «раскрутило» их до скоростей вращения в сотни оборотов в секунду и тем самым вновь дало начало пульсарному феномену в них.

#### 4.3.6. Нормальные галактики

Другие галактики, подобно нашей, также являются нетепловыми радиоисточниками. «Стандартная» спиральная галактика, такая как Туманность Андромеды (М31) или Туманность Треугольника (М33), имеет синхротронную светимость  $\sim 10^{31}$  Вт. Очень информативны исследования галактик в спектральных радиолиниях — линии 21 см водорода и в линиях молекул. Для многих удаленных галактик картографирование в радиолиниях — едва ли не единственная возможность оценить массу галактики и построить кривую ее вращения. Примечательный феномен — так называемые мегамазерные галактики, содержащие очень яркие источники мазерного излучения в линиях молекул OH и  $\text{H}_2\text{O}$ , светимость которых превосходит светимость мазеров в нашей Галактике на многие порядки величины. Часть этих звездных систем принадлежит к галактикам с активными ядрами — галактикам Сейферта. Их мегамазеры  $\text{H}_2\text{O}$  часто сосредоточены в ближайшей окрестности ядра, на расстояниях от центра  $\sim 1$  пк, при этом скорости их орбитальных движений вокруг ядра достигают 1000 км/с. Масса ядра в этом случае оказывается  $\sim 10^9 M_\odot$ , что однозначно указывает на присутствие черных дыр в ядрах этих галактик. Другой класс мегамазерных галактик — это системы со вспышкой звездообразования, очень мощные источники инфракрасного излучения. Их диски содержат большое количество пыли, нагретой светом молодых звезд. Инфракрасное излучение пыли создает накачку для мазеров OH,



и фактически весь диск такой галактики оказывается одним мощным источником мазерной эмиссии.

#### 4.3.7. Радиогалактики и квазары

Существуют и такие галактики, которые излучают в радиодиапазоне гораздо большую мощность, чем нормальные галактики, вплоть до  $10^{38}$  Вт. Их называют радиогалактиками. Особенно много среди них гигантских эллиптических систем. В основном это очень далекие объекты; обнаружена радиогалактика с красным смещением  $z = 5,19$ .

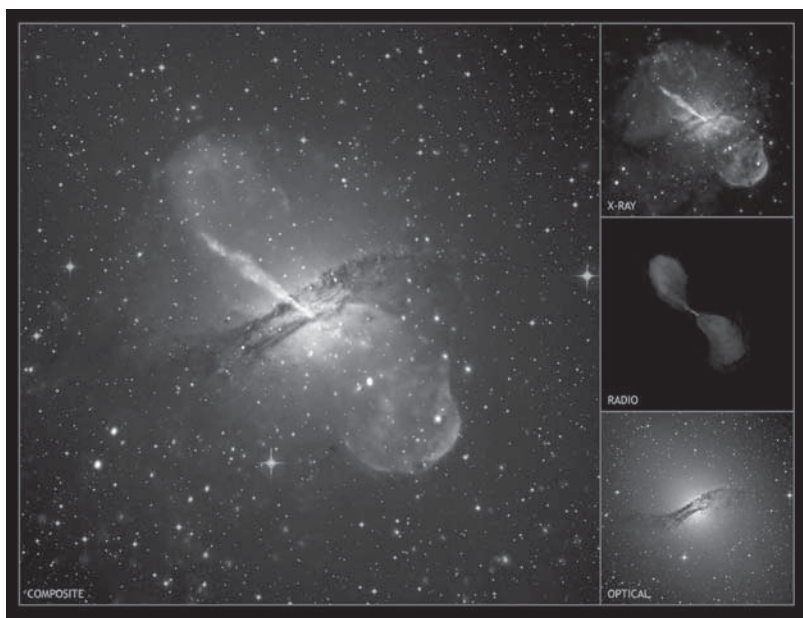


Рис. 4.19. Радиогалактика Кентавр А (NGC 5128, Сеп А). Это изображение получено путем совмещения трех снимков, выполненных в оптическом, радио и рентгеновском диапазонах спектра. Оптическое фото сделано камерой широкого поля 2,2-м телескопа в Ла-Силья (Чили, ESO/MPG). Радиоизображение получено системой апертурного синтеза VLA. Рентгеновское изображение передано с орбитальной обсерватории «Чандра» (NASA). Искривление внешних частей радиоизлучающих областей указывает на изменение направления (прецессию) струйных выбросов (джетов) в прошлом

Пример мультиспектрального изображения радиогалактики Сеп А показан на рис. 4.19. Такая структура в виде двух выбросов, исходящих из единого центра, характерна для многих внегалактических радиоисточников. Изгиб радиовыбросов указывает, что в прошлом их направление было иным: вероятно,

направление выбросов постепенно поворачивается, что и придает им форму спиралей. По-видимому, радиовыбросы, тянущиеся иногда на несколько мегапарсеков от родительской галактики, — это полости, выдутые в окружающем межгалактическом газе веществом, истекающим из центральной области радиогалактики. Плазменная турбулентность и ударные волны внутри выбросов приводят к ускорению электронов до релятивистских энергий. В свою очередь электроны излучают в магнитном поле посредством синхротронного механизма.

До сих пор нет единого мнения о природе «центральной машины» радиогалактик, создающей столь высокую мощность в радиодиапазоне. Ясно только, что источником наблюдаемых двухсторонних выбросов может служить аккреционный диск вокруг ядра галактики, через который вещество стекает в центральную черную дыру. Часть энергии падающего вещества преобразуется (до сих пор не совсем понятно — как) в энергию выбросов вдоль оси вращения плотного диска, поскольку сам диск препятствует расширению вещества в своей экваториальной плоскости и оставляет свободными лишь каналы вдоль оси вращения. Наличие аккреционных дисков вокруг очень компактного ядра с черной дырой подтверждается наблюдениями мегамазеров в центральных областях активных галактик.

Еще один важный тип радиоисточников за пределами Галактики — это квазары, также обладающие нетепловыми радиоспектрами. В среднем они расположены значительно дальше радиогалактик и обладают большей мощностью излучения. Обнаружен квазар с красным смещением  $z = 6,4$ . Хотя мало кто сомневался, что квазары — это очень активные ядра крупных галактик, лишь в сравнительно недавнее время вокруг некоторых из них были обнаружены структуры, напоминающие звездное население. Возможно, квазары представляют крайнюю часть популяции радиогалактик. Не исключено, что значительная часть нормальных крупных галактик в своей эволюции на определенном этапе прошла «квазарную» стадию с исключительно высокой радиосветимостью.

#### **4.3.8. Радиоастрономия и космология**

Радиоастрономия дает возможность наблюдать объекты, удаленные от нас на тысячи мегапарсеков. Свет от них идет миллиарды лет, что сравнимо с возрастом наблюдаемой части Вселенной. Поэтому мы можем заглянуть в далекое прошлое и попытаться восстановить историю развития Вселенной и заполняющих ее объектов.

В период проведения первых радиообзоров неба большие надежды возлагались на подсчеты числа внегалактических радиоисточников ( $N$ ) с разными величинами плотности потока ( $S$ ). Разные космологические модели предсказывают различный вид зависимости  $N(S)$ . Например, в простейшей статической (нерасширяющейся) евклидовой модели Вселенной, однородно заполненной источниками с одинаковой светимостью, количество наблюдаемых источников с потоком выше некоторого  $S_0$  равно  $N(S > S_0) = AS_0^{-3/2}$ . Действительно, плотность потока от источника данной светимости изменяется с расстоянием до него как  $1/R^2$ , а количество источников в этом объеме пространства — как  $R^3$ ; отсюда в зависимости  $N \propto S^n$  показатель  $n = -3/2$ . В расширяющейся модели Вселенной эта зависимость вследствие эффекта красного смещения носит иной характер: показатель  $n < -3/2$  и зависит от типа модели. Казалось бы, даже не понимая физической природы источников, на основании подсчета их числа можно сделать важные выводы о структуре Вселенной.

Однако полученные результаты оказались довольно неопределенны и противоречивы. До сих пор в основе методики  $N(S)$  лежало предположение о неизменности свойств радиоисточников со временем; но, по-видимому, это не так — светимость радиоисточников в прошлом могла быть существенно иной. Достоверно характер эволюции радиогалактик и квазаров пока не выяснен, отсюда и неопределенность в интерпретации зависимости  $N(S)$ .

К наиболее выдающимся открытиям радиоастрономии относится космическое фоновое излучение. Это радиоизлучение поступает к нам со всех сторон, из любой точки небесной сферы; спектр его всюду одинаков и соответствует спектру абсолютно черного тела с температурой 2,725 К. Его наличие — это прямое доказательство того, что миллиарды лет назад, когда еще не было ни звезд, ни галактик, Вселенная была горячей; ее вещество представляло собой горячую и весьма однородную плазму, заполненную столь же горячим и однородным излучением. С той поры Вселенная расширилась (и продолжает расширяться, о чем свидетельствует «разбегание» галактик) и поэтому «охладилась». Но тепловое реликтовое излучение сохранилось, изменилась лишь его температура.

Большим событием 1990-х годов стало обнаружение мелких пространственных неоднородностей реликтового излучения. Небольшие вариации его температуры в разных направлениях (на уровне  $\Delta T/T \sim 10^{-5}$ ), по-видимому, указывают на неоднородность распределения вещества в раннюю эпоху эволюции

Вселенной. В дальнейшем эти неоднородности привели к возникновению галактик, скоплений галактик и всей наблюдаемой многообразной картины Вселенной.

#### **4.3.9. Поиск радиоконтакта с внеземными цивилизациями**

Поиск сигналов внеземных цивилизаций (англ. Search for Extraterrestrial Intelligence = SETI) представляет собой многоплановую проблему, находящуюся на стыке нескольких отраслей знания — астрономии, физики, биологии, лингвистики и других. Исторически сложилось так, что основное внимание в проблеме SETI уделялось именно поиску сигналов в радиодиапазоне. В принципе, не исключаются возможности передачи и приема сигналов в других диапазонах спектра — оптическом, инфракрасном, рентгеновском, а также при помощи гравитационных волн, нейтрино и других носителей, пока не известных землянам. Однако большинство проектов SETI, как уже осуществленных, так и планируемых, относятся к диапазону радиоволн. С технической точки зрения поиск внеземной цивилизации (ВЦ) предполагает мобилизацию наблюдательных средств для радиослежения за небом. В то же время, направления предполагаемого поиска и вероятность успешного исхода — параметры весьма неопределенные. По этой причине перед тем, как приступить к решению поставленной задачи, необходимо максимально уменьшить эту неопределенность, используя всю доступную информацию о возможном характере предполагаемого сигнала ВЦ.

В 1959 г. в английском журнале «Nature» была опубликована первая серьезная научная работа, посвященная проблеме SETI. Это статья американских ученых Коккони и Моррисона, в которой авторы обосновывали возможность поиска сигналов ВЦ от ближайших звезд солнечного типа на волне 21 см. В 1960 г. в Национальной радиоастрономической обсерватории США в Грин Бэнк на 25-м антенне был осуществлен первый наблюдательный проект по поиску сигналов от звезд  $\tau$  Кита и  $\epsilon$  Эридана — проект OZMA. Им руководил известный американский радиоастроном Френк Дрейк. За истекшие 50 лет проблема SETI переросла в отдельную научную дисциплину. Выполнены десятки обзоров неба в различных диапазонах. Простое перечисление этих работ занимает многие страницы. Регулярно собираются международные научные конференции по проблеме SETI. В рамках Международного астрономического союза создана Комиссия 51 «Биоастрономия», координирующая работу по поиску внеземной жизни и ВЦ. К сожалению, многочисленные усилия ученых

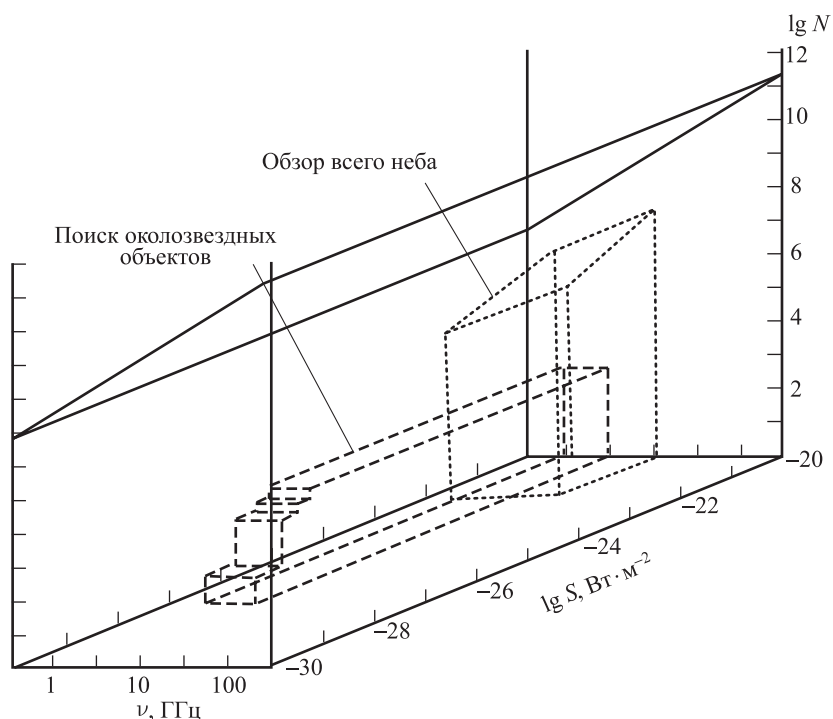


Рис. 4.20. «Космический стог сена». Показано его трехмерное сечение в координатах  $\nu$  — несущая частота сигнала,  $S$  — плотность радиопотока у Земли,  $N$  — количество изученных на небе направлений. Выделены: область, покрытая обзором всего неба по программе HRMS, и суммарная область поиска (по всем программам) в направлении околосолнечных звезд

пока не привели к положительному результату. До сих пор во Вселенной нам известна единственная цивилизация — наша собственная. Тем не менее, работа в области SETI продолжается; даже если в обозримом будущем она не увенчается успехом, ее итогом станет лучшее понимание места нашей цивилизации во Вселенной.

Поиск сигнала ВЦ часто сравнивают с поиском иголки в «Космическом стоге сена». Под «стогом» при этом понимают некоторый объем в гиперпространстве, имеющем девять измерений: три пространственных координаты, время, два направления поляризации излучения, частота сигнала, модуляция, мощность сигнала. На рис. 4.20 изображено сечение «Космического стога сена», в котором оставлены лишь три измерения: частота, чувствительность приемной аппаратуры (определяющая максималь-

ную дальность поиска) и  $N$  — число направлений на небе, в которых надо производить поиск. Все выполненные до сих пор обзоры SETI охватывают не более  $10^{-10}$  объема, показанного на этом рисунке. Таким образом, не стоит отчаиваться по поводу отрицательного результата поисков, ибо все еще остается широчайшее поле для этой деятельности. Задача состоит в том, чтобы выделить в «стоге» области, наиболее перспективные с точки зрения стратегии поиска ВЦ. Рассмотрим последовательно некоторые из параметров «стога».

**Выбор целей для поиска сигналов ВЦ.** Существуют две стратегии выбора направлений поиска: сплошной обзор всего неба (или его части, доступной данному радиотелескопу), либо наблюдение за несколькими конкретными объектами, кажущимися по каким-то признакам перспективными. Естественно, при обзоре всего неба имеются более широкие возможности обнаружить сигнал от «неожиданного» объекта (например, необычной звезды несолнечного типа или космического зонда, который может находиться в произвольной точке неба). Однако, чувствительность всенаправленного обзора (при том же полном времени наблюдений) ниже, чем при целенаправленном поиске сигналов от ряда избранных объектов. Исторически первый поиск — проект OZMA — был именно направленным и включал в себя слежение за двумя близкими звездами ( $\tau$  Кита и  $\epsilon$  Эридана), похожими на наше Солнце.

Желательно хотя бы приближенно оценить количество звезд — потенциальных источников сигнала ВЦ. Эту сложную проблему удобно решать с помощью формулы Дрейка, позволяющей вывести вероятное число планетных систем в Галактике, от которых можно было бы ожидать сигналов ( $N$ ), через другие, более простые величины:

$$N = R_{\star} f_p n_e f_l f_i f_c L.$$

Здесь  $R_{\star}$  — скорость звездообразования в Галактике;  $f_p$  — доля звезд, обладающих планетными системами;  $n_e$  — среднее число планет земного типа в планетной системе;  $f_l$  — доля планет с жизнью;  $f_i$  — доля планет, населенных разумными существами, по отношению к обитаемым планетам;  $f_c$  — доля планет с технологическими (коммуникативными) цивилизациями, по отношению ко всем «разумным» планетам;  $L$  — время жизни технологической цивилизации. Величины  $R_{\star}$ ,  $f_p$  и  $n_e$  могут быть оценены средствами астрономии. Так, для  $R_{\star}$  имеется оценка: ежегодно в Галактике рождается приблизительно 5 звезд. Пред-

ставление о параметрах  $f_p$  и  $n_e$  может быть получено по результатам поиска внесолнечных планетных систем. Наблюдения, выполненные разными методами, показывают, что около сотни звезд в окрестностях Солнца, вероятно, обладают планетными системами (правда, далеко не все из этих предполагаемых планет относятся к земному типу и пригодны для возникновения жизни, похожей на нашу). Кроме того, величина  $f_p$  включает в себя только одиночные звезды главной последовательности классов F, G и K, доля которых в звездном населении окрестностей Солнца может достигать 10%. В ближайшем будущем исследования должны показать более конкретно, какие значения могут принимать вероятность  $f_p$  и число «подходящих» планет  $n_e$ .

У остальных параметров в формуле Дрейка неопределенность гораздо выше. Для их квалифицированной оценки требуется привлечение знаний по многим дисциплинам — биологии, палеонтологии, антропологии, истории, социологии...и, все равно, достоверность ответа будет очень низкой, поскольку мы имеем пример лишь одной реально существующей цивилизации — нашей собственной, и распространение наших знаний о ней на другие миры весьма проблематично. Существующие оценки числа цивилизаций  $N$  в Галактике лежат в пределах от единицы (т. е. земная цивилизация уникальна) до нескольких миллионов.

В кандидаты для направленного поиска обычно включают звезды, удовлетворяющие следующим требованиям: 1) стационарные, т. е. не меняющие свою светимость; 2) имеющие спектральный класс F, G, K и принадлежащие главной последовательности диаграммы Герцшпрунга–Рассела, т. е. находящиеся на длительном и относительно спокойном этапе своей эволюции; 3) одиночные, так как в системе двойной или кратной звезды маловероятно существование стабильных орбит у планет, а возможно, — и формирование самой планетной системы (с этой точки зрения звезда  $\tau$  Кита, включенная в проект OZMA, была не лучшим кандидатом на успех, поскольку она двойная или даже тройная). Одним словом, наилучшими кандидатами для поиска ВЦ считаются звезды, похожие на Солнце. Не исключено, что это заблуждение, но ничего лучшего пока не предложено.

Проведенная работа по отбору звезд согласно перечисленным критериям дает списки, содержащие тысячи объектов. Это позволяет произвести достаточно обоснованный отбор направлений на небе, предпочтительных для SETI.

**Выбор частоты для поиска позывных ВЦ.** Фундаментальный параметр — несущая частота возможного сигнала позывных.



Со времени пионерской работы Коккони и Моррисона и первого реального поиска по проекту OZMA наиболее подходящей частотой считалась  $\nu = 1420,4$  МГц — частота линии водорода ( $\lambda 21,1$  см). Вообще, с точки зрения минимального суммарного шума (Галактика + земная атмосфера + реликтовый фон 2,7 К) оптимальным является диапазон 1–10 ГГц, в который как раз и попадает линия 21 см. В дальнейшем, после обнаружения природных космических источников мазерного радиоизлучения молекулы OH ( $\lambda 18$  см) интерес энтузиастов SETI несколько сместился от линии водорода в сторону более высоких частот, к линиям OH. В пределах упомянутого интервала 1–10 ГГц весьма перспективным для SETI представляется сейчас «водяное окно» — участок электромагнитного спектра от 1400 до 1720 МГц. Этот участок ограничен линиями радикала OH ( $\lambda 18$  см) и атома H ( $\lambda 21$  см), т.е. продуктов диссоциации молекулы воды:  $H + OH = H_2O$ . Поэтому, как нам кажется, для любой цивилизации с жизнью на водной основе частотный диапазон «водяного окна» должен быть выделенным и иметь «магическое» значение. Проводившийся в 1990-е гг. по программе SETI обзор NASA HRMS (High-Resolution Microwave Survey) с участием крупнейших радиотелескопов мира, уделял основное внимание именно частотам «водяного окна», а также диапазону вблизи 8500 МГц.

Имеются и другие соображения по выбору оптимальной частоты для SETI. Перечислим основные частоты, предложенные в диапазоне 1–10 ГГц:

1) Линия 21 см перехода между подуровнями сверхтонкой структуры основного состояния ( $n = 1$ ) атома водорода ( $\lambda_0 = = 1420,4$  МГц).

2) Частота линии водорода  $\nu_0 = 1420,4$  МГц, умноженная на универсальные константы ( $\pi$ ,  $e$ , 2,  $\ln 2$  и т.д.), поскольку наблюдения на частоте  $\nu_0$  не совсем удобны из-за мешающего влияния излучения межзвездного водорода.

3) Аналог линии 21 см для трития — изотопической разновидности водорода ( $^3H$ ). Тритий — короткоживущий изотоп с периодом полураспада 12,6 лет, имеет линию сверхтонкой структуры на частоте 1516,7 МГц — аналог линии 1420,4 МГц основного изотопа водорода. Известен, как минимум, один обзор ближайших звезд в линии трития.

4) Частоты линий молекулы гидроксила OH (1612, 1665, 1667 и 1720 МГц).

5) «Водяное окно», перекрывающее диапазон между  $\nu_0$  и частотами линий гидроксила.

Предлагались и другие частоты для SETI, в частности, линия молекулы формальдегида  $\text{H}_2\text{CO}$  4830 МГц ( $\lambda 6$  см). Эта линия почти всегда наблюдается в поглощении, даже при отсутствии источников радиоконтинуума в данном направлении, т. е. непосредственно в спектре фонового реликтового излучения с яркостной температурой  $T_b = 2,7$  К. Таким образом, частота линии  $\text{H}_2\text{CO}$  — одна из наиболее «холодных» в данном диапазоне для многих участков неба. За пределами диапазона 1–10 ГГц самая «выделенная» частота — это переход 616-523 молекулы воды  $\text{H}_2\text{O}$  на волне 22,235 ГГц ( $\lambda 1,35$  см).

Советский радиоастроном В.С.Троицкий одним из первых обратил внимание на возможности, предоставляемые диапазоном миллиметровых волн, так как в этом диапазоне, благодаря более высокой направленности передающей и приемной антенн, можно при той же мощности передатчика осуществить связь на гораздо больших расстояниях. В качестве стандарта для SETI в миллиметровом диапазоне Н.С.Кардашев предложил частоту 203,384 ГГц ( $\lambda 1,47$  мм), на которой находится переход сверхтонкой структуры атома позитрония (Ps), короткоживущей структуры, которая образуется в 70% случаев аннигиляций электрон-позитронных пар. Эта частота лежит также вблизи другого естественного стандарта — максимума спектра фонового реликтового излучения с  $T_b = 2,7$  К. Уже выполнены два обзора ближайших звезд на частоте линии позитрония.

**Выбор момента для поиска сигнала.** При исследовании «Космического стога сена» обычно действуют по принципу «чем больше, тем лучше». В обзорах всего неба по возможности просматривают одни и те же площадки по несколько раз. Если обзор направленный, стараются уделить каждой звезде как можно больше времени, пронаблюдать ее повторно. Постоянно приходится искать компромисс между полнотой обзора, его чувствительностью и временем исследования каждого направления на небе. Однако всегда имеется вероятность пропуска сигнала от какого-либо потенциального источника («сигнал от них пришел не тогда, когда мы на них смотрели»). Для того, чтобы уменьшить риск такой ситуации, были предложены варианты «синхронизации» передачи сигналов ВЦ при помощи событий, наблюдаемых всеми ВЦ в окрестностях Солнца. Такая стратегия называется «конвергентной»: считается, что ВЦ земного типа должны мыслить в примерно одинаковых категориях SETI и передающая ВЦ будет стараться по возможности облегчить соседям поиск и прием сигнала. Заметим, что в плане выбора

частоты SETI работа Коккони и Моррисона 1959 г. — первый пример конвергентной стратегии, так как частота линии 21 см, безусловно, может быть универсальным стандартом для всех цивилизаций.

Впервые конвергентная стратегия, позволяющая выделить на оси времени интервал, наиболее благоприятный для SETI, была предложена П. В. Маковецким. Общим сигналом для передачи позывных ВЦ может служить выдающееся астрофизическое событие, наблюдаемое всеми ВЦ в некоторой области Галактики. В качестве такого события П. В. Маковецкий предложил вспышку Новой Лебеда 1975 г. Когда свет вспышки доходит до ВЦ, она тут же начинает передачу позывных, после чего требуется еще какое-то время, чтобы радиоволны достигли Земли. Зная расстояния до звезд-кандидатов в окрестностях Солнца, из приведенных соображений можно примерно оценить момент приема синхронизованных вспышкой Новой позывных от этих звезд в районе Земли и уделить этим звездам основное внимание в программе поиска. В развитие идеи Маковецкого, было предложено использовать в качестве синхросигналов вспышку Сверхновой 1987А в Большом Магеллановом Облаке и мощные всплески  $\gamma$ -излучения.

***Астрофизическая польза от SETI-наблюдений.*** Наблюдения SETI сопряжены с большими затратами телескопного времени. Поскольку, судя по уже проведенным обзорам SETI, вероятность успеха не слишком велика, необходимо в каждом обзоре предусмотреть возможность получения «побочного продукта», т. е. информации, важной с точки зрения астрофизики. Очевидна польза поиска узкополосных сигналов на волне 21 см: так, в обзоре Огайского университета (том самом, в котором в октябре 1977 г. был найден знаменитый, до сих пор не объясненный сигнал «Wow!», или по-русски «Ого-го!»), было обнаружено большое количество ранее не наблюдавшихся холодных облаков межзвездного водорода, излучающих узкие линии 21 см, правда, не столь узкие, как ожидалось бы в случае сигнала позывных ВЦ. То же касается наблюдений на частотах молекулярных линий ОН (18 см),  $\text{H}_2\text{O}$  (1,35 см) и  $\text{H}_2\text{CO}$  (6 см), в которых всегда можно обнаружить большое число новых объектов. При наблюдениях в миллиметровом диапазоне на частоте позитрония 203,384 ГГц безусловный интерес представит и обнаружение самой линии позитрония в естественных космических источниках, где может происходить аннигиляция электрон-позитронных пар.

## Литература

Галактическая и внегалактическая радиоастрономия. — М.: Мир, 1976.

*Гиндилис Л. М.* SETI: Поиск внеземного разума. М.: Из-во физ.-мат. лит-ры, 2004.

*Гинзбург В. Л.* Теоретическая физика и астрофизика. — М.: Наука, 1975.

*Железняков В. В.* Излучение в астрофизической плазме. — М.: Янус-К, 1997.

*Каплан С. А.* Элементарная радиоастрономия. — М.: Наука, 1966.

*Краус Дж. Д.* Радиоастрономия. — М.: Советское радио, 1973.

*Малов И. Ф.* Радиопульсары. — М.: Наука, 2004.

*Пахольчик А.* Радиоастрофизика. — М.: Мир, 1973.

Проблема поиска жизни во Вселенной. Труды Таллинского симпозиума. Под ред. В. А. Амбарцумяна, Н. С. Кардашева, В. С. Троицкого. — М.: Наука, 1986.

*Рудницкий Г. М.* Конспект лекций по курсу «Радиоастрономия», Н.Архыз: КИИЦ «CYGNUS», 2001.

*Товмасын Г. М.* Внегалактические источники радиоизлучения. — М.: Наука, 1986.

*Томпсон А. Р., Моран Дж. М., Свенсон Дж. У.* Интерферометрия и синтез в радиоастрономии. — М.: Физматлит, 2003.

*Хей Дж.* Радиовселенная. — М.: Мир, 1978.

*Христиансен У., Хёгбом И.* Радиотелескопы. — М.: Мир, 1972.

*Яковлев О. И.* Космическая радиофизика. — М.: Научная книга, 1999.

## Глава 5

# ВНЕАТМОСФЕРНАЯ АСТРОНОМИЯ

*В. Г. Курт*

Внеатмосферная астрономия — раздел современной наблюдательной астрономии, в котором используются научные приборы, вынесенные за пределы земной атмосферы с помощью высотных баллонов и ракет, искусственных спутников Земли и межпланетных автоматических станций. Как правило, научная аппаратура устанавливается на автоматических беспилотных аппаратах, однако возможно и ограниченное использование пилотируемых станций.

### § 5.1. Необходимость внеатмосферных наблюдений

Астрономы, начиная с XVIII в., понимали желательность выноса телескопов за пределы воздушного океана — земной атмосферы. «Хорошие астрономы после смерти попадают на Луну», — говорил известный американский астроном Саймон Ньюком (1835–1909), имея в виду отсутствие у Луны атмосферы. Килограмм воздуха над каждым квадратным сантиметром земной поверхности существенно ограничивает возможности наземной телескопической астрономии. Это связано с двумя обстоятельствами — с *непрозрачностью* нашей атмосферы во многих спектральных диапазонах и с ее *турбулентностью*, которая снижает качество изображений даже в тех диапазонах, где атмосфера прозрачна.

Земная атмосфера полностью поглощает все коротковолновое излучение с длиной волны меньше 300 нм (3000 Å в старой системе единиц). Сюда относится ультрафиолетовое (УФ), рентгеновское и гамма-излучение. До поверхности Земли не доходят и заряженные частицы (электроны и протоны) солнечных и галактических космических лучей (рис. 5.1).

Ультрафиолетовое излучение с длинами волн от 200 до 300 нм поглощается слоем озона (O<sub>3</sub>) на высотах 25–60 км. Более коротковолновое излучение ( $\lambda < 100$  нм), вплоть до мягкого рентгеновского, поглощается молекулами O<sub>2</sub>, N<sub>2</sub> и атомами O,

N на больших высотах (100–200 км). Рентгеновское излучение в мягком диапазоне (3–30 нм) поглощается на высотах около 100–150 км, а жесткое рентгеновское излучение и гамма-лучи достигают высот порядка 40 км, что делает возможным их наблюдение с баллонов на высотах 35–45 км. Поглощенное излучение идет на диссоциацию молекул, на ионизацию молекул и атомов. Солнечное УФ излучение нагревает верхнюю атмосферу Земли до температуры около 1000 К на высотах больших 100–150 км.



Рис. 5.1. Прохождение электромагнитных волн через атмосферу Земли. Толстой линией на рисунке указана высота, до которой проникает космическое излучение данной длины волны. В тех местах, где линии нет, излучение проникает до поверхности Земли

В инфракрасном (ИК) и субмиллиметровом диапазонах (2 мкм–1 мм) атмосфера частично, в отдельных сравнительно узких окнах, прозрачна вплоть до земной поверхности. Основные «окна прозрачности» атмосферы следующие: 2,2; 3,8; 5,0; 8,6; 11 и 20 мкм. Поглощение в этом интервале длин волн определяется молекулами водяного пара ( $H_2O$ ), углекислого газа ( $CO_2$ ) и озона ( $O_3$ ). Давление насыщенного водяного пара быстро падает с понижением температуры, поэтому в верхних слоях атмосферы вода вымерзает (температура воздуха уменьшается с градиентом  $8^\circ/\text{км}$ ), и уже на высотах 8–12 км содержание пара становится исчезающе малым. Это

позволяет эффективно наблюдать астрономические объекты с таких «самолетных» высот. С этой целью строят самолеты-обсерватории (США, Франция, Германия) с большими (до 2,5 м диаметром) телескопами на борту, оснащенные высокоточной системой наведения и стабилизации вплоть до долей угловой секунды (рис. 5.2). В основном эти обсерватории наблюдают в ИК- и субмиллиметровом диапазонах, хотя могут достаточно эффективно работать и в видимой области спектра.



Рис. 5.2. Летающая обсерватория SOFIA (Stratospheric Observatory for Infrared Astronomy) на базе самолета Boeing 747 SP. Ее 2,5-м телескоп расположен в хвостовом отсеке и предназначен для наблюдений в ИК-диапазоне (Фото: NASA/USRA)

Однако и в этом случае остается поглощение молекулами углекислого газа и озона, простирающимися на большие высоты, а также мешающее влияние собственного теплового излучения слоев атмосферы, лежащих выше 10 км. Этот тепловой фон весьма значителен. Именно он затрудняет исследования слабых протяженных объектов: туманностей, газо-пылевых облаков, галактик, реликтового космологического излучения.

Вывос телескопов за пределы атмосферы помогает и в борьбе с турбулентностью, вызванной потоками теплого воздуха вверх от нагретой поверхности Земли. Постоянное движение неоднородных по температуре (а значит, и по оптической плотности) кусочков атмосферы приводит к дрожанию изображений звезд, хорошо заметному даже невооруженным глазом — звезды мерцают. В небольшой любительский телескоп это прекрасно видно, особенно летним жарким вечером, когда поверхность Земли еще



не остыла. Даже в горах, где воздух более разрежен и где никогда не бывает сильной жары, кружок рассеяния (видимый диаметр звезды) редко бывает меньше  $1''$ .

А ведь теоретическая разрешающая способность больших телескопов в сотни раз лучше. У идеально изготовленного объектива или зеркала она ограничивается лишь дифракцией света и равна

$$\Delta\Theta = 1,22 \frac{\lambda}{D} \text{ рад} = 1,22 \times 206265'' \frac{\lambda}{D} = 12'' \left( \frac{\lambda}{550 \text{ нм}} \right) \left( \frac{1 \text{ см}}{D} \right),$$

где  $D$  — диаметр объектива,  $\lambda$  — длина волны излучения,  $\Delta\Theta$  — минимальный угол, под которым еще можно различить по отдельности два точечных источника примерно равной яркости. В визуальном диапазоне ( $\lambda = 550 \text{ нм}$ ) для телескопа диаметром 1 метр это дает  $\Delta\Theta = 0,1''$ , а для 10-метрового гиганта — даже  $0,01''$ . Поэтому вынос крупного телескопа за пределы атмосферы в десятки раз повышает четкость его изображения и в сотни раз — его чувствительность при регистрации слабых звезд.

На Земле имеется всего несколько мест с прекрасным астроклиматом, где сегодня и строятся все современные оптические и инфракрасные телескопы с диаметром зеркал 4–10 м. Это тихоокеанское побережье Чили и вершины гор на Гавайских островах, где диаметр изображений звезд бывает  $0,5''$ . В границах бывшего Советского Союза также есть отличные места в Средней Азии — горы Майданак в Узбекистане и Санглок в Таджикистане. Дожди там идут один–два раза в год, а ясных ночей в году около 350. При этом в половине ночей размер звезд меньше  $0,7''$ . Но, конечно, до космических условий еще очень далеко.

Вынос телескопа в космос позволяет измерять и угловые координаты звезд с точностью в сотые и тысячные доли угловой секунды. Такие измерения чрезвычайно важны для астрометрии и геодезии. Впрочем, не следует забывать, что космические телескопы обходятся раз в 100 дороже аналогичных наземных. Например, космический оптический телескоп с диаметром зеркала 3 м стоит несколько миллиардов долларов. Не всем странам это «по карману». Впрочем, рентгеновское и гамма излучение можно наблюдать только из космоса. Для этого можно использовать сравнительно недорогие приборы, доступные даже не самым богатым странам.

Появление внеатмосферных обсерваторий привело к тому, что астрономия стала всеволновой. Появились такие ее разделы как УФ-, ИК-, субмиллиметровая, рентгеновская и гамма-

Таблица 5.1. Диапазоны электромагнитного спектра

Область спектра	Длина волны	Энергия кванта
Радиоволны	$> 1$ мм	$< 1$ мэВ
ИК-излучение	0,76 мкм–1 мм	1 мэВ–1,6 эВ
Видимый свет	390–760 нм	1,6–3,2 эВ
Ближний УФ	310–390 нм	3,2–4,0 эВ
Далекий («вакуумный») УФ	10–310 нм	4,0–125 эВ
Рентгеновские лучи	0,01–10 нм	0,1 кэВ–0,1 МэВ
Гамма-лучи	$< 0,01$ нм	$> 0,1$ МэВ

астрономия. Впрочем, и радиоастрономия также может ожидать существенных результатов при выведении больших антенн в космос. Главное преимущество таких наблюдений — почти ничем не ограниченное расстояние между антеннами, что позволяет увеличивать угловое разрешение радиотелескопа. При удалении между наземной антенной и второй антенной, вынесенной за пределы Земли на расстояние 100 000 км, на длине волны 1 см угловое разрешение такого радиоинтерферометра составит  $0,00002''$  ! Подробнее об этом смотри ниже.

Внеатмосферная астрономия не ограничивается изучением далекого космоса: телескопы на околоземной орбите сделали возможным ежедневный детальный мониторинг Солнца и позволили исследовать атмосферу. Сегодня астрономия тел Солнечной системы уже немыслима без космических зондов, осуществляющих пролеты, орбитальные исследования, и даже посадку на планеты, их спутники, астероиды и кометы. Кроме Плутона–Харона уже все планеты интенсивно исследовались или исследуются космическими аппаратами. А на Луне в 1969–71 гг. работало шесть экспедиций астронавтов по программе «Аполлон» (США). Детальнее об этом см. в разделе «Солнечная система».

## § 5.2. Ультрафиолетовая и оптическая астрономия

### 5.2.1. Исследования Солнца

Ультрафиолетовый диапазон был первым, в котором удалось получить серьезные научные результаты. Используя трофейные немецкие боевые ракеты Фау-2 (V-2), советские и американские астрономы и геофизики начиная с 1947 г. изучали спектр Солнца в области короче 300 нм, т.е. в недоступном для наземных инструментов «вакуумном» ультрафиолете. В этом диапазоне излучение фотосферы Солнца резко уменьшается и примерно с 180 нм полностью исчезает. В еще более коротковолновой

области спектр Солнца становится почти чисто эмиссионным, т.е. линейчатым. Это связано с тем, что выше фотосферы расположена разреженная хромосфера, ранее, в докосмическую эру изучавшаяся главным образом во время полных солнечных затмений. Температура хромосферы растет с высотой от 4500 до 100 000 К.

Выше хромосферы расположена солнечная корона, где температура достигает 1–2 млн К. Переходный слой между хромосферой и короной очень невелик, и температура в нем растет почти скачком от 100 000 до 1 млн К. При такой температуре водород, гелий и другие легкие атомы полностью ионизируются и, естественно, никаких линий излучать уже не могут. В переходном слое излучают атомы пятикратно ионизованного кислорода (O VI), атомы Si IV, Ne VIII, Mg X и других тяжелых ионов в стадии ионизации выше 5–8. В короне, где температура еще выше, светят ионы Fe XIII–Fe XVII, многократно ионизованные ионы никеля, кальция и других атомов. Как правило, это разрешенные резонансные линии, возникающие при переходе иона в основное энергетическое состояние (на нижний уровень).

Ранее, во время полных солнечных затмений корону исследовали с поверхности Земли в оптическом диапазоне и регистрировали лишь запрещенные линии этих же ионов, связанные с переходами между уровнями расщепленного основного состояния (Fe X, Fe XIII, Fe XIV, Ca XV и др.). Обнаружение в первых же ракетных экспериментах резонансных, разрешенных линий высокоионизованных тяжелых и наиболее обильных на Солнце атомов (Fe, Ni, Ca, Mg и др.) стало блестящим триумфом теории горячей короны. Помимо линейчатого спектра можно исследовать и непрерывный (континуальный) спектр короны и переходной области, связанный с рекомбинационным излучением всех наиболее обильных атомов. Он образуется при наложении друг на друга континуумов различных ионов и создает слабый и довольно сложный уровень непрерывного излучения.

Среди наиболее ярких линий следует отметить линию атомарного водорода  $Ly_{\alpha}$  (Lyman- $\alpha$ , Лайман-альфа) с длиной волны 121,6 нм, линию  $Ly_{\beta}$  102,6 нм, три линии атомарного кислорода 130,2; 130,4 и 130,5 нм, линию атомарного гелия 58,4 нм и линию однократно ионизованного гелия 30,4 нм. Наблюдается и яркий водородный рекомбинационный континуум на длинах волн от 91,2 до 75 нм. В рентгеновской области спектра излучают высокоионизованные водородоподобные и гелиевоподобные ионы Fe, Ca, Mg и Ni, имеющие всего 1 или 2 электрона. Водородоподобные ионы железа излучают линии вплоть до длины

волны 0,2 нм. На сегодня почти 95 % из многих сотен линий УФ и рентгеновского спектра солнечной короны надежно отождествлены в результате как квантово-механических расчетов, так и лабораторных измерений, в которых удается создавать в вакуумных камерах разреженную плазму подобную корональной с температурой до 2 млн К.

### 5.2.2. Исследования звезд

Спектры звезд оказалось исследовать гораздо труднее. Для этого понадобилось вывести на орбиту телескопы с диаметром зеркала 0,5–2,5 м (рис. 5.3 и 5.5). Таких спутников из-за их сложности и высоких затрат было выведено не так уж много. Первым был «Коперник» (США, 1972 г.) с диаметром зеркала 90 см. С очень высоким спектральным разрешением (до 0,003 нм) он исследовал небольшие участки спектра нескольких сотен ярких звезд. Целью этого замечательного эксперимента было изучение химического состава межзвездной среды. Наблюдая в спектрах горячих голубых звезд узкие линии поглощения, удалось определить количественный состав и физические условия в плотных и разреженных облаках и в межоблачной среде. Плотность облаков оказалась от 10 до 1000 атомов/см<sup>3</sup>, в между облаками снижается до 0,03 атома/см<sup>3</sup>. Была измерена и плотность молекул Н<sub>2</sub> и СО в плотных облаках, определена температура в областях разной плотности (от 80 К в плотных облаках до 10000 К между облаками). В темных глобулах — будущих протозвездах и планетных системах — температура всего 10–20 К. Было измерено и отношение тяжелого изотопа водорода — дейтерия по отношению к атомарному водороду. Важным открытием явилось и измерение содержания молекулярного водорода Н<sub>2</sub>, начиная от 50 % в плотных холодных облаках и до 10<sup>–7</sup> в межоблачной среде.

С 1978 по 1996 г. успешно работал на орбите спутник IUE (International Ultraviolet Explorer, NASA–ESA) с телескопом всего 45 см в диаметре, запущенный на высокоэллиптическую квазистационарную орбиту. С его помощью исследовались спектры звезд, галактик, квазаров, межзвездной среды. Всего было получено свыше 50 000 спектров! Среди открытий, сделанных с его помощью, следует упомянуть горячую корону нашей Галактики с температурой 10<sup>5</sup> К и плотностью всего 10<sup>–4</sup> атомов/см<sup>3</sup>. Такие короны существуют и у других галактик. Их спектры во многом похожи на спектр солнечной короны, поэтому такой газ называют «корональным».

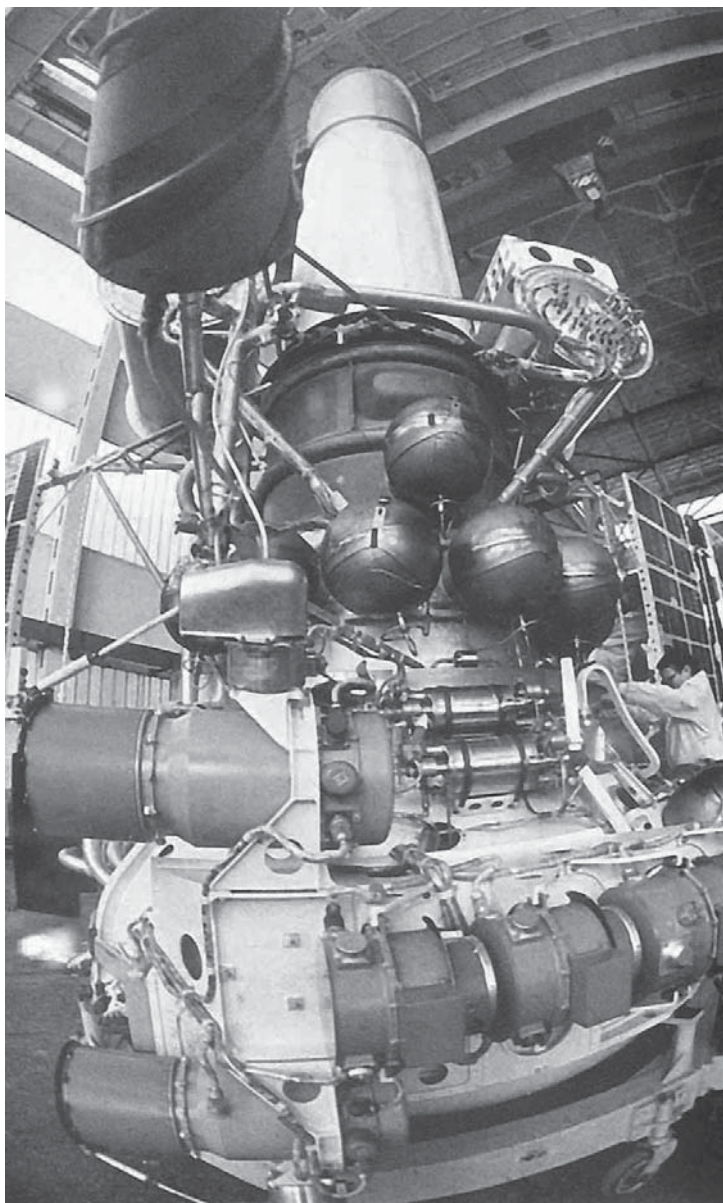


Рис. 5.3. «АСТРОН» — первый в нашей стране ИСЗ, предназначенный для УФ- и рентгеновских наблюдений. На его борту были установлены два инструмента: ультрафиолетовый телескоп Крымской астрофизической обсерватории с зеркалом диаметром 90 см и рентгеновский телескоп Института космических исследований АН СССР (1983 г.)



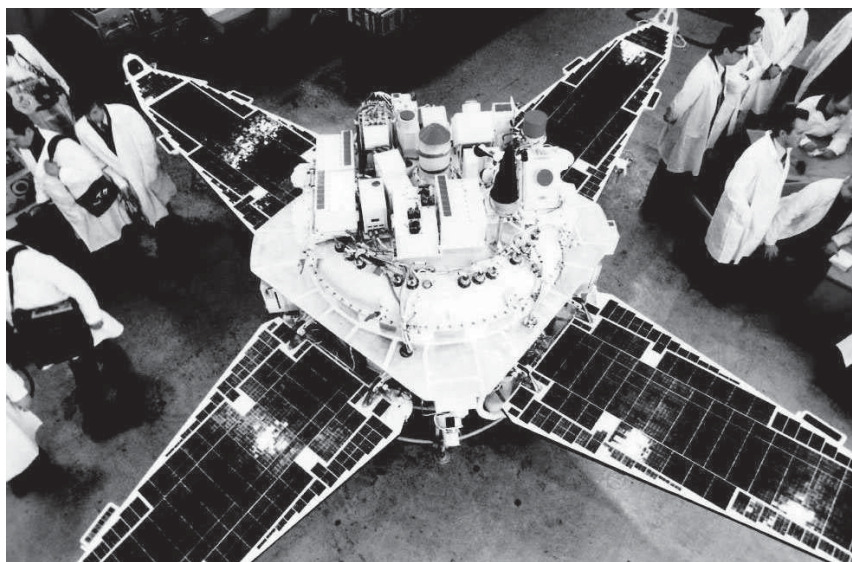


Рис. 5.4. Один из 12 отечественных спутников «Прогноз», запускавшихся на высокие орбиты с апогеем 200 000 км. На этих спутниках проводились исследования магнитосферы и радиационных поясов Земли, космических лучей, межпланетной и межзвездной среды, реликтового космологического излучения (эксперимент «Реликт-1»)

Советский спутник «Астрон» с УФ телескопом диаметр 90 см и дифракционным спектрометром был выведен в 1983 г. на высокоапогейную 4-суточную орбиту и успешно проработал почти восемь лет. Специально для него была разработана высокоточная солнечно-звездная система ориентации и стабилизации, позволявшая наблюдать звезды вплоть до  $12^m$  с более высоким, по сравнению с IUE, спектральным разрешением. Телескоп этого спутника имел точность наведения и стабилизации около  $0,2''$ .

Наиболее замечательным на сегодня является Космический телескоп «Хаббл» (NASA, 24 апреля 1990 г.) с зеркалом 2,4 м (рис. 5.5–5.7). В фокусе этого инструмента установлено несколько спектрометров и камер для получения изображений в десятках фильтров от УФ- до ИК-области спектра. Благодаря тому, что вначале неудовлетворительное качество оптики этого телескопа удалось уже на орбите довести до высокого уровня, было достигнуто угловое разрешение, близкое к дифракционному пределу, вплоть до  $0,03''$ , что в 15–30 раз выше разрешения лучших наземных телескопов (не использующих адаптивную оптику).

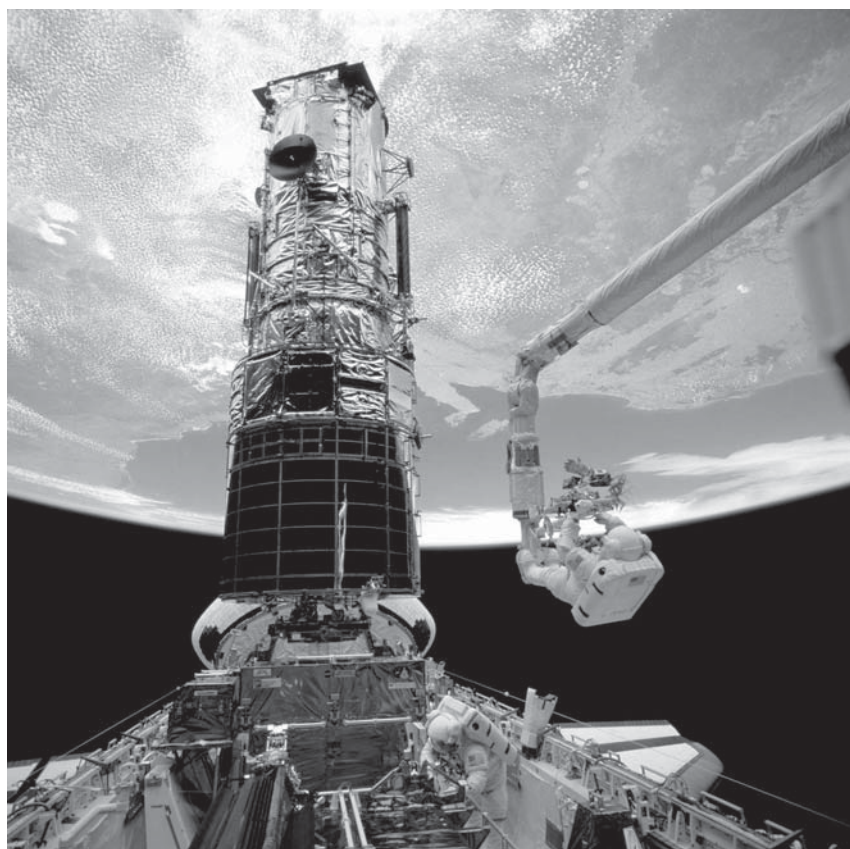


Рис. 5.5. Первая ремонтная экспедиция к Космическому телескопу «Хаббл» (1993 г.) значительно улучшила качество его работы. При создании телескопа учитывалась возможность его обслуживания на орбите. Это позволило astronautам сравнительно легко заменить приборы, и телескоп заработал в полную силу. Фото: NASA

С помощью этого инструмента получены изображения миллионов галактик и квазаров вплоть до  $28^m$  (рис. 5.8)!

Очень велика и фотометрическая точность этого внеатмосферного телескопа. История его создания весьма драматична. После вывода «Хаббла» с помощью шаттла «Дискавери» на круговую орбиту (600 км) выяснилось, что главное гиперболическое зеркало телескопа сделано неправильно, и прибор не имеет того высокого углового разрешения, которое ожидалось. Пришлось организовать весьма дорогостоящую пилотируемую экспедицию и установить перед всеми детекторами специальные линзовые



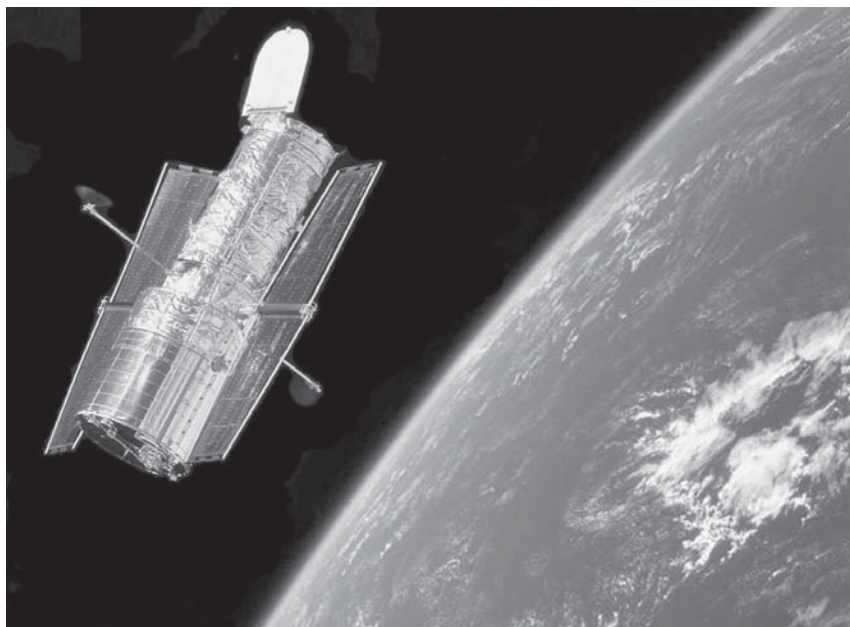


Рис. 5.6. Космический телескоп «Хаббл» после второй ремонтной экспедиции 1997 г. Открыта трехметровая крышка телескопа, в закрытом состоянии защищающая оптику от космического мусора, а в открытом — от солнечного света. Фото: NASA

корректоры для исправления оптических недостатков главного зеркала. С тех пор этот телескоп делает замечательные открытия во всех областях астрономии, главным образом — во внегалактической, где необходимо исследовать предельно слабые объекты.

Многие весьма интересные открытия и исследования были сделаны и без применения больших телескопов и точных систем астроориентации при исследовании фона неба в УФ-линиях водорода и гелия. Например, таким способом был открыт и подробно исследован эффект движения Солнечной системы относительно окружающего межзвездного газа и определены его параметры. Для этого изучалось солнечное рассеянное излучение в линии атомарного водорода  $\text{Ly}_\alpha$  и в линии атомарного гелия (58,4 нм). Исследуя зависимость интенсивности излучения в этих линиях от расстояния от Солнца и от двух пространственных углов (т. е. составляя карту распределения яркости неба в этих линиях), путем сравнения с теоретическими расчетами удалось определить плотность атомов H и He в межзвездной среде за пределом Солнечной системы. Плотность атомов H и He оказалась рав-

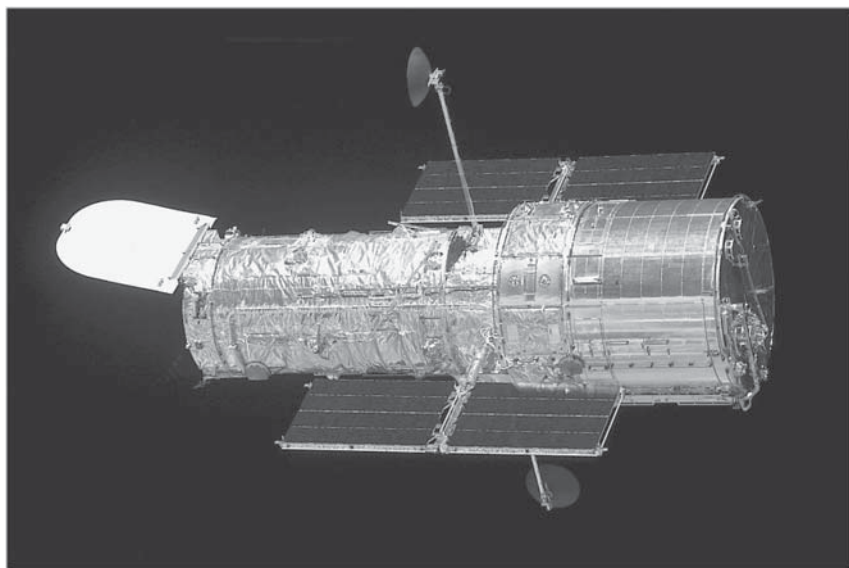


Рис. 5.7. Космический телескоп «Хаббл» в марте 2002 г., сразу после четвертой ремонтной экспедиции. Спутник приобрел новые панели солнечных батарей и новое оборудование для телескопа, в частности, Передовую обзорную камеру (Advanced Camera for Surveys), имеющую вдвое большие поле зрения и скорость считывания, чем предыдущая Камера широкого поля (Wide Field and Planetary Camera 2). До начала 2008 г. это было последнее посещение «Хаббла». Фото: NASA

ной  $0,06$  и  $0,018$  атомов/см<sup>3</sup>, их температура около  $10\,000$  К, а скорость движения Солнца относительно межзвездной среды  $25$  км/с, причем направление этой скорости примерно на  $60^\circ$  отличается от направления движения Солнца по отношению к сотне ближайших к нам звезд. Эти данные относятся к расстояниям от  $100$  до  $1000$  а. е., в тысячи раз ближе, чем расположены ближайшие звезды. Это и есть локальная межзвездная среда. Степень ее ионизации невелика (около  $10$ – $20\%$ ), так что она является «горячей зоной HI», т. е. зоной в основном нейтрального водорода (HI) с высокой температурой, близкой к температуре зон полностью ионизованного водорода (HII). А Солнце своим УФ- и рентгеновским излучением создает вокруг себя грушевидную зону HII размером в  $10$ – $25$  а. е.

Следует отметить и выдающийся астрометрический спутник «Гиппарх» (HIPPARCOS, High Precision PARallax Collecting Satellite, 1989–1993 гг., ESA). С его помощью измерены координаты сотни тысяч звезд с точностью около  $0,001''$  и  $2,5$  млн

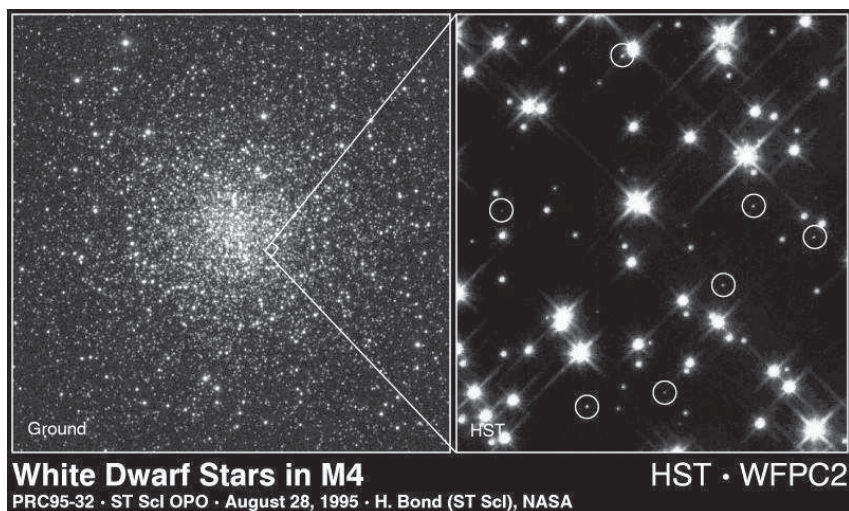


Рис. 5.8. В шаровом скоплении М 4 телескоп «Хаббл» обнаружил белые карлики (в кружках), чем еще раз подтвердил теорию эволюции звезд. Фото: NASA

звезд с точностью  $0,01''$ . Были измерены также и собственные движения сотни тысяч звезд с недостижимой ранее точностью, измерены их параллаксы и блеск. В ближайшие годы такие наблюдения будут продолжены с более совершенными аппаратами.

## § 5.3. Рентгеновская астрономия

### 5.3.1. Компактные источники

До 1968 г. астрономы и не пытались искать рентгеновское излучение от несолнечных источников. В самом деле, потоки рентгена от нормальных звезд типа Солнца в тысячи раз меньше, чем позволяла регистрировать имевшаяся тогда в распоряжении астрофизиков аппаратура, поднимаемая на ракетах и спутниках. Искать же «рентгеновские звезды» казалось бесперспективным. Ведь для излучения рентгена требуются температуры в миллионы и десятки миллионов градусов. Нормальная звезда радиуса порядка солнечного и с такой температурой поверхности будет излучать в миллиарды раз мощнее Солнца — как целая галактика!

Рентгеновские источники были открыты в 1968 г. случайно в ракетном эксперименте американских физиков Бруно Росси и Риккардо Джиаккони, которые хотели обнаружить рентгеновскую люминесценцию лунной поверхности под действием кос-

мических лучей. Используя рентгеновский гейгеровский счетчик диаметром всего 1 см, они обнаружили в созвездии Скорпиона рентгеновский источник с потоком 20 фотонов/(см<sup>2</sup> с) в спектральном диапазоне 0,15–0,6 нм (2–8 кэВ). Источник располагался далеко от галактического экватора. При расстоянии до него в 100 пк его светимость превышала бы полную светимость Солнца почти в миллион раз. Это было фантастическим открытием! Вскоре Росси и Джиакони повторили эксперимент со счетчиком в 10 раз большей площади и обнаружили несколько новых рентгеновских источников раз в 10 слабее первого источника в Скорпионе. Их стали именовать по созвездиям и по относительной яркости в пределах каждого созвездия. Первый называли Sco X-1, что значит «ярчайший рентгеновский источник в созвездии Скорпиона» (рентгеновские лучи в США называют X-ray).

В 1972 г. под руководством Р. Джиакони был осуществлен запуск специального рентгеновского спутника «Ухуру» с двумя рентгеновскими детекторами площадью 880 см<sup>2</sup> каждый. С его помощью было обнаружено свыше 300 источников. Поиски оптических партнеров рентгеновских источников вскоре увенчались успехом. Сравнительно яркий источник Нег X-1 был отождествлен с известной переменной звездой HZ Геркулеса. Это как Розетский камень позволило понять природу источников такого типа. Некоторые из них, например, Тау X-1 (Крабовидная туманность), были отождествлены с остатками вспышек сверхновых звезд. Был найден и первый внегалактический источник — ярчайший квазар 3C 273. Некоторые были отождествлены с ближайшими галактиками и скоплениями галактик.

В целом среди рентгеновских источников, открытых «Ухуру», преобладали галактические объекты, на что указывала их концентрация к плоскости и к центру Галактики. Внегалактические объекты распределены по небу изотропно (равномерно), а в некоторых диапазонах спектра, например, в оптическом, даже избегают полосу Млечного Пути, поскольку в плоскости Галактики сосредоточено много межзвездного вещества, поглощающего рентгеновское излучение. Концентрация рентгеновских источников к плоскости и центру Галактики означала также, что они расположены не в окрестности Солнца (в этом случае они были бы распределены по небу совершенно изотропно, как близкие звезды), а на больших расстояниях, сравнимых с размером Галактики. Следовательно, мы видим их существенную часть, а не только ближайшие к нам.

Среди открытых рентгеновских источников были обнаружены переменные объекты типа Her X-1, которые имеют два периода — один короткий (секунды) и второй длинный (многие часы или даже дни). Совпадение периода источника Her X-1 с периодом затменной звезды HZ Her позволило выдвинуть гипотезу, что все источники такого типа принадлежат двойным звездам, один компонент у которых — нормальная звезда (голубой или красный гигант), а второй — компактный объект (нейтронная звезда или черная дыра).

Дальнейшие наблюдения и теоретические исследования помогли понять, что вещество из атмосферы нормальной звезды падает на компактный объект и образует вокруг него аккреционный диск. Быстрое орбитальное движение газа в диске и взаимное трение его слоев повышает температуру газа до миллионов кельвинов и делает его источником рентгеновского излучения. Если компактным объектом является нейтронная звезда, то ионизованный газ из внутренней части диска захватывается ее магнитным полем и выпадает на магнитные полюса. Нечто похожее происходит с солнечным ветром и геомагнитным полем, а заканчивается полярными сияниями.

Магнитное поле нейтронных звезд весьма велико ( $\sim 10^{12}$  гаусс), оно легко управляет движением плотного и невероятно тяжелого газа. Вблизи полюсов нейтронной звезды образуются два газовых столба — аккреционные колонки — диаметром около 1 км и высотой в сотни километров. Оседающее в них вещество выделяет громадную энергию, в  $10^3$ – $10^6$  раз превышающую полную светимость Солнца. Этот механизм преобразования гравитационной энергии в излучение — самый эффективный из механизмов переработки массы в энергию, в 10 раз более эффективный, чем протекающие в недрах звезд термоядерные реакции. Его эффективность может достигать 15% от полной энергии  $E = mc^2$ . Такова природа компактных рентгеновских источников. За открытие рентгеновских источников Р. Джиакони в 2002 г. был удостоен Нобелевской премии по физике.

### 5.3.2. Межгалактический газ

Одним из важнейших результатов рентгеновской астрономии стало открытие теплового рентгеновского излучения крупных скоплений галактик, излучаемое горячим межгалактическим газом. Спектр этого излучения дал возможность определить температуру газа: она оказалась очень велика, около  $10^8$  К. Рентгеновская светимость каждого скопления позволила определить

массу и среднюю плотность газа в нем. Хотя плотность оказалась весьма малой ( $10^{-4}$ – $10^{-6}$  протонов/см<sup>3</sup>), но из-за громадного объема скоплений масса горячего газа в них очень значительна. Возникает вопрос — является ли этот газ «строительным мусором», оставшимся после формирования галактик, или он был выброшен из галактик в процессе их эволюции?

В первом случае газ должен состоять из водорода и гелия, так как в эпоху образования галактик более тяжелых элементов практически еще не было (они появились позже в результате горения водорода в недрах звезд). Во втором случае межгалактический газ в скоплениях должен иметь нормальный химический состав, сходный с составом Солнца. Наблюдения подтвердили именно это предположение: в рентгеновском спектре межгалактического газа была обнаружена линия излучения железа, что и решило вопрос о его происхождении. По-видимому, этот газ был выброшен из галактик в период их молодости, под действием частых взрывов сверхновых звезд. Полная масса этого газа обычно составляет 10–50 % от массы звезд, входящих в галактики скопления. Но даже их совместного тяготения не достаточно, чтобы удержать в скоплении быстро движущиеся галактики. Поэтому кроме звездных галактик и межгалактического газа в крупных скоплениях галактик должно быть и неизвестное пока «скрытое» вещество.

### 5.3.3. Гамма-всплески

Замечательным открытием рентгеновской астрономии было обнаружение в 1972 г. космических рентгеновских и гамма-всплесков. Суть явления в том, что неожиданно на небе возникает ярчайший источник рентгеновского и гамма-излучения, который через несколько секунд или десятков секунд гаснет. В момент вспышки он оказывается ярче прочих небесных гамма-источников. Форма кривых блеска этих гамма-всплесков никогда не повторяется.

До 1997 г. основные данные о гамма-всплесках были получены приборами BATSE (Burst and Transient Source Experiment, Эксперимент по вспыхивающим и временным источникам) на борту орбитальной гамма-обсерватории «Комптон» (Compton Gamma Ray Observatory, NASA). Ежедневно наблюдалось 2–3 гамма-всплеска. Оказалось, что они равномерно распределены по небесной сфере: не заметно их концентрации ни к плоскости, ни к центру Галактики, ни к каким-либо другим характерным направлениям на небесной сфере. Каждая вспышка уникальна, но их можно разделить на две категории: «короткие» — длящи-



еся менее двух секунд, и «длинные» — более продолжительные. Спектроскопически у первых более жесткое гамма-излучение, чем у вторых. К сожалению, точность определения небесных координат примерно 2000 всплесков, зарегистрированных в тот период, была порядка  $2^\circ$  и лишь для нескольких десятков всплесков достигала минут или секунд дуги, что долго не позволяло отождествить эти таинственные кратковременные явления ни с какими известными астрономическими объектами.

Существенный сдвиг произошел лишь после 1996 г., когда был запущен итало-голландский рентгеновский спутник *BeppoSAX*. В 1998 г. он одновременно с гамма-всплеском зарегистрировал и его мягкое рентгеновское излучение, по которому определили координаты вспыхнувшего источника с точностью в несколько угловых минут. Уже через несколько часов на это место неба были наведены большие оптические телескопы и, наконец-то, удалось зарегистрировать объект в оптике.

В другом случае автоматический наземный телескоп (ROTSE), специально построенный для этой цели, зарегистрировал одновременно с рентгеновской и оптическую яркую вспышку ( $8^m$ ), которая наблюдалась в течение многих дней на больших наземных телескопах, когда ее блеск упал до  $20^m$ . Таких эффектов послесвечения сегодня уже известно несколько десятков. Для некоторых из них были найдены и «родительские» очень слабые ( $27^m$ ) галактики.

По спектрам оптического послесвечения на 10-метровом телескопе «Кек» было измерено красное смещение ( $z$ ) объектов и тем самым определено их расстояние. Оно оказалось огромным ( $z > 1$ ). По расстоянию и наблюдаемому в рентгене и оптике блеску вычислили мощность всплесков (предполагая излучение изотропным). Она оказалась фантастической —  $10^{47}$  Вт, что вполне соизмеримо со светимостью всех звезд Вселенной во всем диапазоне электромагнитных волн! В оптике светимость вспыхнувшего источника составляет лишь  $10^{-5}$  от его рентгеновской мощности. Таким образом, пока торжествует внегалактическая гипотеза происхождения этих самых таинственных объектов современной астрофизики. Она без труда объясняет изотропное распределение всплесков по небу. Осталось только понять их физическую природу и, в первую очередь, их огромную, фантастическую светимость.

Из рассказанного ясно, что сегодня орбитальные рентгеновские обсерватории дают значительную долю новых наблюдательных фактов для астрофизики. Высокие затраты на создание крупных рентгеновских спутников, подобных «Чандра»



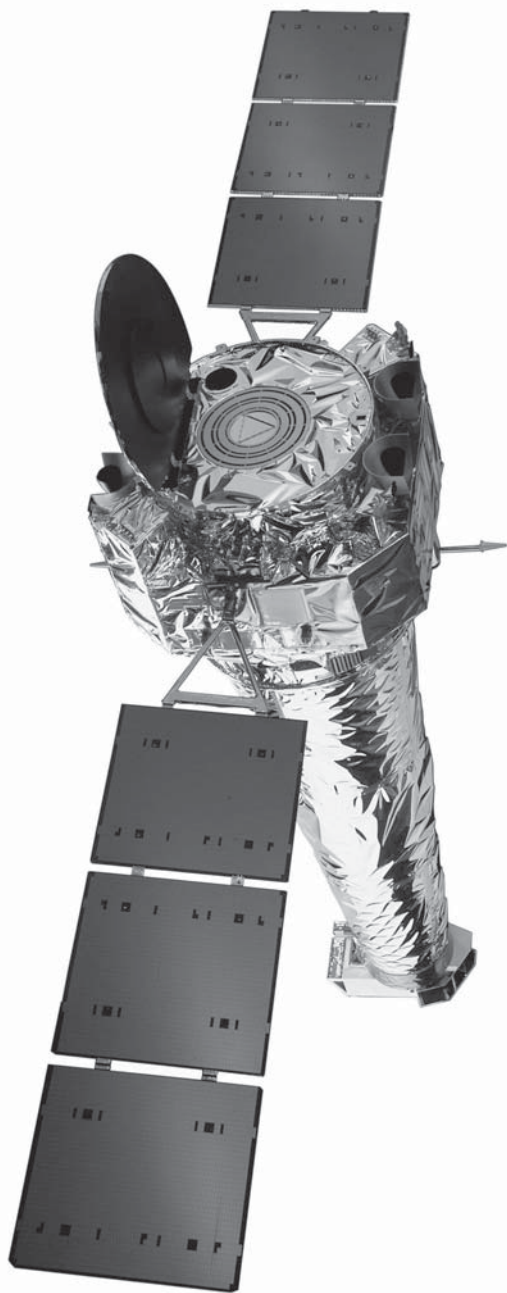


Рис. 5.9. Рентгеновская обсерватория «Чандра» — самый большой из запущенных на орбиту рентгеновских телескопов с зеркалами косоугольного падения. Его диаметр превышает 1 м, а фокусное расстояние 10 м. Телескоп назван в честь выдающегося астрофизика, нобелевского лауреата С. Чандрасекара (1910–1995). Обсерватория движется по высокоэксцентрической околоземной орбите с периодом 64 час. Телескоп получает изображения и спектры галактик, квазаров и других слабых объектов с угловым разрешением  $< 1''$  в диапазоне 0,1–10 кэВ. Диаметр его поля зрения около  $30'$ , а эффективная площадь от 800 до  $400 \text{ см}^2$  для квантов с энергией от 0,25 до 5 кэВ. На этом рисунке телескоп обращен входной апертурой к нам (крышка открыта), а приемная аппаратура находится в дальнем конце. Рисунок: NASA

(Chandra X-ray Observatory, NASA, 1999–2007, см. рис. 5.9) и ХММ-Newton (The X-ray Multi-Mirror Mission, ESA, 1999–2007), стоимость каждого из которых превышает миллиард долларов, окупаются высокой ценностью полученных с их помощью данных. Отечественная наука также внесла значительный вклад в развитие рентгеновской астрономии. В нашей стране были запущены специализированные рентгеновские аппараты «Астрон» (1983 г.), «Мир-Квант» (1987 г.), «Гранат» (1989 г.). Готовятся к запуску и более совершенные отечественные и международные рентгеновские обсерватории. См. детали на сайте <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/observatories.html>.

### § 5.4. Гамма-астрономия

Фотоны с энергией выше 100 кэВ принято относить к гамма-диапазону. От этой весьма условной границы и до 10 МэВ лежит «мягкий гамма-диапазон», от 10 до 100 МэВ — «средний», а свыше 100 МэВ — «жесткий». Все это излучение поглощается в земной атмосфере на высотах 35–40 км. Фотоны столь высоких энергий могут рождаться при ядерных взаимодействиях высокоэнергичных частиц с веществом. Такие процессы происходят при попадании космических лучей в плотную межзвездную среду, а также при взрывах сверхновых звезд. Наблюдаемые потоки жестких гамма-фотонов очень малы. Самые яркие источники дают у Земли поток  $10^{-5}$ – $10^{-6}$  фотон/(см<sup>2</sup>·с). Для их регистрации требуются детекторы с площадью порядка 1 м<sup>2</sup> и экспозиции в несколько дней. Аппаратура для этих исследований (массой в несколько тонн) подобна той, что используют в ядерно-физических экспериментах на ускорителях заряженных частиц.

Для низких энергий, как правило, используют сцинтилляционные детекторы. Это кристаллы NaI(Tl) или CsI(Tl) площадью в несколько сотен см<sup>2</sup>. При поглощении в них гамма-фотонов генерируются фотоны видимого или УФ-излучения, которые регистрируют фотоэлектронными умножителями (ФЭУ). Количество фотонов видимого диапазона прямо пропорционально энергии поглощенного гамма-кванта, поэтому можно определить и спектр источника. В качестве «объектива», выделяющего на небе тот или иной источник, применяют сотовые коллиматоры из вольфрама или свинца, просто ограничивающие поле зрения детектора. Для учета фона от заряженных частиц космических лучей детектор окружают экранами из кристалла NaI или CsI. Снимаемый с них сигнал (с помощью дополнительного или того

же ФЭУ) подается на схему антисовпадений, которая блокирует паразитные импульсы от заряженных частиц. Для гамма-квантов этот экран почти полностью прозрачен.

В области энергий свыше 30 МэВ применяют искровые камеры, регистрирующие каждый гамма-фотон. Принцип работы этой камеры таков. Космический фотон попадает в металлический конвертор (молибденовый или вольфрамовый лист), в котором рождается пара — электрон и позитрон. Эти частицы пролетают через камеру, наполненную инертным газом (ксеноном или криптоном), в которой расположены плоские электроды из металлической тонкой фольги. Проходя через камеру, частицы оставляют за собой «ионизационный след» — цепочку ионизованных атомов газа. В этот момент на электроды подается импульс высокого напряжения (20 кВ), и между ними вдоль ионизационного следа проскакивает искра, которую регистрирует фото- или телекамера. Биссектриса между треками частиц указывает направление прилета гамма-фотона. В конце пути электрон-позитронную пару поглощает «бутерброд» из свинца и сцинтиллятора, яркость вспышки в котором пропорциональна энергии гамма-кванта. Таким образом, искровая камера регистрирует как энергию каждого фотона, так и направление его прихода. При полезной площади детектора около  $1 \text{ м}^2$  такой прибор весит свыше тонны, а его габариты более 3–5 м<sup>3</sup>. Но даже при такой площади детектора время экспозиции составляет много дней. Поле зрения искровой камеры довольно велико, порядка 30–40°.

Каковы же результаты исследований в гамма-диапазоне? К настоящему времени на орбиту было запущено не более 5–7 аппаратов с гамма-телескопами (COS-B, SAS-2, «Гамма-1», CGRO, «Интеграл» (2002–2007) и еще несколько с меньшими приборами. В гамма-диапазоне хорошо прослеживается галактическая плоскость, где расположены остатки сверхновых и газопылевые комплексы. Однако, большинство из нескольких десятков гамма-источников до сих пор не отождествлены с объектами, известными в других диапазонах спектра. Хорошо наблюдаются туманности Краб, Паруса (Vela) и несколько других, более старых остатков сверхновых. Отождествлено несколько квазаров, среди них ближайший квазар 3C 273. Наиболее успешно работала обсерватория «Комптон» (CGRO, NASA, 1992–2000) с несколькими гамма-телескопами на борту, наблюдавшими в диапазоне от 30 кэВ до 30 МэВ.

## § 5.5. Инфракрасная и субмиллиметровая астрономия

Инфракрасный диапазон спектра занимает область между оптическим и радио-диапазонами: от 0,7 мкм (7000 Å) до 1 мм. Поскольку его длинноволновая часть (от 50–100 мкм до 1 мм) по методам регистрации примыкает к радиотехнике, ее обычно называют субмиллиметровой (субмм).

Как известно, максимум теплового (чернотельного) излучения при абсолютной температуре  $T$  приходится на длину волны  $\lambda_m$ , определяемую законом смещения Вина:  $\lambda_m = 2,9 \text{ мм/}T$ . Отсюда следует, что излучение в инфракрасной (ИК) области спектра производится телами с низкой температурой. Звезды и галактики с эффективной температурой от 4000 до 30 000 К имеют максимум излучения в видимой и УФ-областях спектра от 1000 до 10 000 Å, а более холодные тела излучают в ИК- и субмм-областях. Источником такого излучения в основном служат микроскопические твердые частицы — пылинки в межзвездных облаках, протозвездах и протопланетных газо-пылевых дисках. Но помимо этого, ИК-излучение могут генерировать и нетепловые механизмы, связанные с движением быстрых электронов в магнитных полях.

Мир холодного вещества Вселенной трудно поддается изучению с Земли и из ее окрестностей: в ИК-области ярко светит земная атмосфера; излучают зеркала, труба и прочие части телескопа. Чтобы не мешало тепловое излучением атмосферы, ИК-телескопы устанавливают на высокогорных обсерваториях, желательно выше 3 км над уровнем моря, в местах с очень сухим климатом. Именно там содержание водяного пара минимально, а он — главный враг ИК-астрономии: молекулы воды сильно поглощают ИК- и субмм-излучение. Еще более эффективен вынос телескопа на высоты 10–15 км на борту самолетных обсерваторий. Используют и телескопы, подвешенные к аэростатам, поднимающимся на высоту 25–40 км.

Наилучшими местами для установки больших ИК-телескопов с зеркалами диаметром 3–8 м служат сегодня Гавайские острова (обсерватория Мауна-Кеа) и пустыня Атакама в Чили (обсерватории Ла-Силья и Серро-Паранал). Там, на высоте 5000 метров над уровнем моря, сооружается крупнейший и самый дорогой в мире многозеркальный ИК-телескоп-интерферометр ALMA (Atacama Large Millimeter Array) для получения сверхвысокого углового разрешения. Он будет состоять из 64 зеркал диаметром 12 метров каждое, изготовленных с точностью 25 мкм (1/3 диаметра человеческого волоса). Максимальная база интер-

ферометра будет равна 100 км, что на длине волны 1 мм дает разрешение 0,002". Его стоимость близка к одному миллиарду долларов. Финансирование этого проекта осуществляется США и 8 европейскими странами. Перспективна и Антарктида, где очень мало содержание водяного пара (он там вымерзает), где можно наблюдать много суток подряд в период полярной ночи и где много ясных безоблачных ночей. Желательно, чтобы такой телескоп работал в полностью автоматическом режиме, подобно космическому телескопу. Связь с ним можно осуществлять через полярные спутники Земли.

Детекторы для регистрации ИК- и субмм-излучения были разработаны совсем недавно. Это полупроводники и болометры, охлаждаемые до предельно низких (криогенных) температур, достигаемых лишь при сжижении гелия. Обычно сверхпроводящие болометры или другие детекторы монтируют внутри гелиевого криостата с прозрачным для ИК-излучения окном. Охлаждают, если это возможно, и зеркала телескопа с трубой и конструктивными элементами, конечно, не до температуры жидкого гелия ( $T \approx 4$  К), а до температур порядка 10–20 К.

Радикальным решением почти всех проблем ИК-астрономии оказался вынос телескопа за пределы атмосферы на специализированных спутниках Земли. При этом стало возможным охлаждать зеркала (главное и вторичное в телескопе системы Кассегрена) и все элементы конструкции (бленду и трубу) телескопа, а сам детектор с фильтрами поместить внутрь гелиевого криостата. Конечно же, жидкий гелий испаряется, и его запаса в криостате хватает примерно на год работы телескопа на орбите. Но и это весьма длительный период при непрерывной работе прибора. Пока таких телескопов было запущено всего пять: IRAS (Англия, Голландия и США, 1983), COBE (NASA, 1989), ISO (ESA, 1995), MSX (The Midcourse Space Experiment, NASA, 1996) и «Спитцер» (Spitzer Space Telescope, NASA, 2003–2007, рис. 5.10 и 5.11).

Заметим, что для таких инструментов очень опасно излучение Солнца, Луны и, конечно же, Земли, температура которой как на освещенной, так и на темной, ночной стороне близка к 300 К. Поэтому желателен их вывод, по крайней мере, на высокоапогейные орбиты, с тем чтобы влияние Земли было минимальным. Еще более привлекательны гелиоцентрические орбиты, на которых влияние Земли вообще не ощущается, а от солнечных лучей аппарат закрывается специальным щитом. Этот прием помог в 10 раз снизить количество жидкого гелия (с 3800 до 360 л), необходимое для работы обсерватории «Спитцер» в

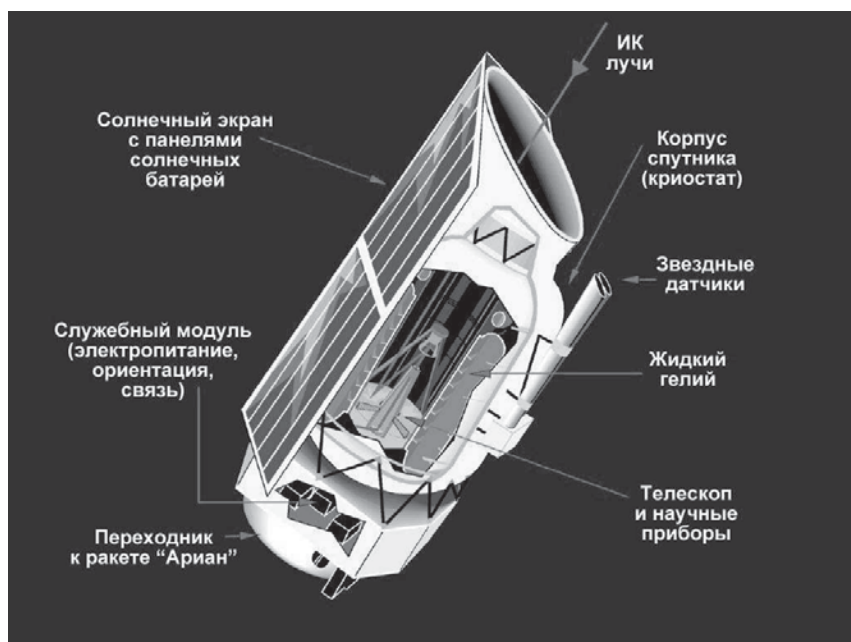


Рис. 5.10. Космическая инфракрасная обсерватория ISO (Infrared Space Observatory, ESA, ноябрь 1995 — май 1998). Аппарат массой 2400 кг работал на околоземной орбите с перигеем около 1000 км и апогеем 70 500 км; орбитальный период около 24 час. Рисунок: ESA

течение пяти лет. Вес аппарата при этом сократился в шесть раз, и во столько же раз снизилась его стоимость.

Первый криогенный спутник IRAS (Infra Red Astronomical Satellite) проработал на околоземной орбите 10 месяцев, пока из криостата объемом 520 л не испарились все 70 кг жидкого гелия (плотность этой жидкости всего  $0,125 \text{ г/см}^3$ ). Бериллиевое главное зеркало диаметром 57 см охлаждалось до температуры 8–10 К, а детекторы — до температуры 3 К. В кассегреневском фокусе телескопа были установлены спектрометр и 4-канальный фотометр с широкополосными фильтрами в диапазонах 12, 25, 60 и 100 мкм. Спектры регистрировались в диапазоне 8–23 мкм. Спутник работал на высоте 900 км над Землей, двигаясь по почти полярной орбите, которая прецессировала со скоростью движения Солнца, т.е. около  $1^\circ/\text{сутки}$ . Все приборы смотрели в местный зенит и за полгода просканировали всю небесную сферу.



Рис. 5.11. Космическая инфракрасная обсерватория «Спитцер», ведущая наблюдения в диапазоне 3–180 мкм. В период подготовки ее называли SIRTf (The Space Infrared Telescope Facility), а после запуска дали имя известного астрофизика Лаймана Спитцера (1914–1997). Аппарат движется по гелиоцентрической (практически земной) орбите, удаляясь от Земли со скоростью около 0,1 а. е./год. Его телескоп с бериллиевым зеркалом диаметром 85 см и приборы (камера, спектрометры и фотометры) охлаждаются жидким гелием. (Рисунок: NASA/JPL-Caltech)

В результате работы этого выдающегося спутника было открыто 250 000 точечных источников ИК-излучения, главным образом — холодных звезд. Были составлены первые ИК-карты всего неба с угловым разрешением  $0,3^\circ$ . Составлен многотысячный каталог неточечных источников, главным образом — газо-пылевых туманностей. Открыто несколько новых комет и астероидов. Составлен каталог 3000 ИК-спектров. Среди выдающихся открытий, сделанных спутником IRAS, следует выделить обнаружение протопланетных околозвездных дисков, в частности, вокруг Веги ( $\alpha$  Lyr); а также детальное изучение области звездообразования в туманности Ориона. В Солнечной системе был обнаружен трехслойный пылевой пояс вблизи плоскости эклиптики. Было исследовано несколько тысяч внегалактических ИК-источников, квазаров и ядер галактик с большим обилием



пыли. Словом, IRAS был одним из самых успешных проектов космической астрономии.

Спутник COBE (COsmic Background Explorer) работал с ноября 1989 до октября 1990 г. Он имел охлаждаемый телескоп с угловым разрешением  $40'$ , 10-полосный фотометр в диапазоне 1–300 мкм, фурье-спектрометр на диапазон 0,25–1,5 мм, а также трехканальный неохлаждаемый радиометр в диапазонах 3,5; 8 и 13,5 мм. При сравнительно низком угловом разрешении он обладал очень высокой чувствительностью и точностью измерения потоков. Главной задачей спутника было исследование космического реликтового излучения — остатка эпохи ранней, горячей Вселенной. Он точно определил температуру этого излучения (2,73 К) и измерил флуктуации температуры между соседними точками неба. Это дало космологам данные о том, как происходило зарождение первых структурных элементов в ранней Вселенной. За эти исследования в 2006 г. американские

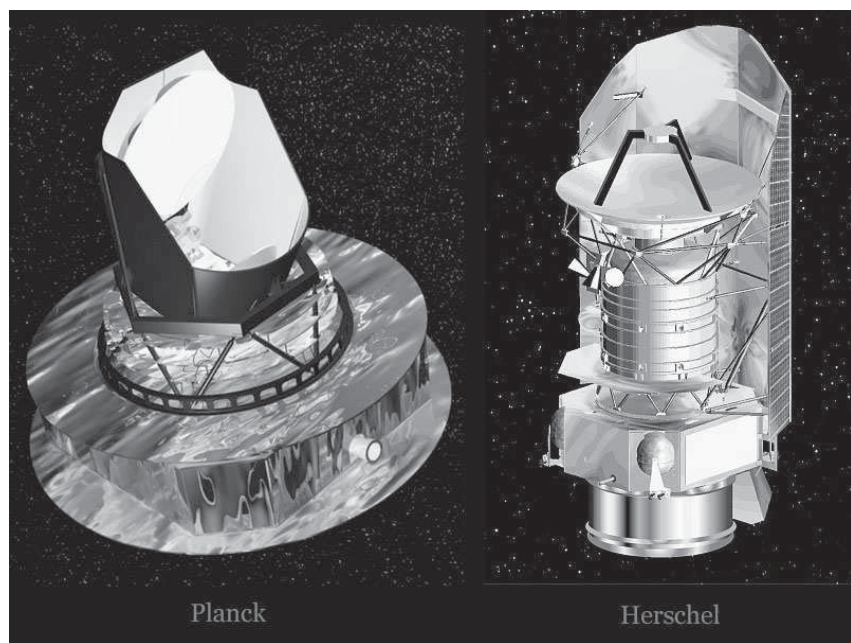


Рис. 5.12. Так будут выглядеть космические обсерватории далекого ИК- и субмиллиметровых-диапазонов «Планк» (слева) и «Гершель», созданные Европейским космическим агентством. Их совместный запуск на одной ракете «Ариан-5» намечен на 2008 г.

физики Джон Мазер и Джордж Смут были удостоены Нобелевской премии по физике.

В ноябре 1995 г. на орбиту был выведен спутник ISO (Infrared Space Observatory) с ИК-телескопом диаметром 60 см. Он был похож на спутник IRAS и предназначен для исследования точечных ИК-источников в спектральном диапазоне 2,5–240 мкм. Его угловое разрешение составляло  $5''$ , а поле зрения  $20'$ . Спутник успешно проработал до апреля 1998 г., пока жидкий гелий в его криостате полностью не испарился. После этого прекратилось охлаждение зеркала и бленды телескопа, и его аппаратура по команде с Земли была выключена. В США и Европе готовятся к запуску еще несколько ИК- и субмиллиметровых-спутников с улучшенными параметрами — «Планк», «Гершель» (рис. 5.12) и др.

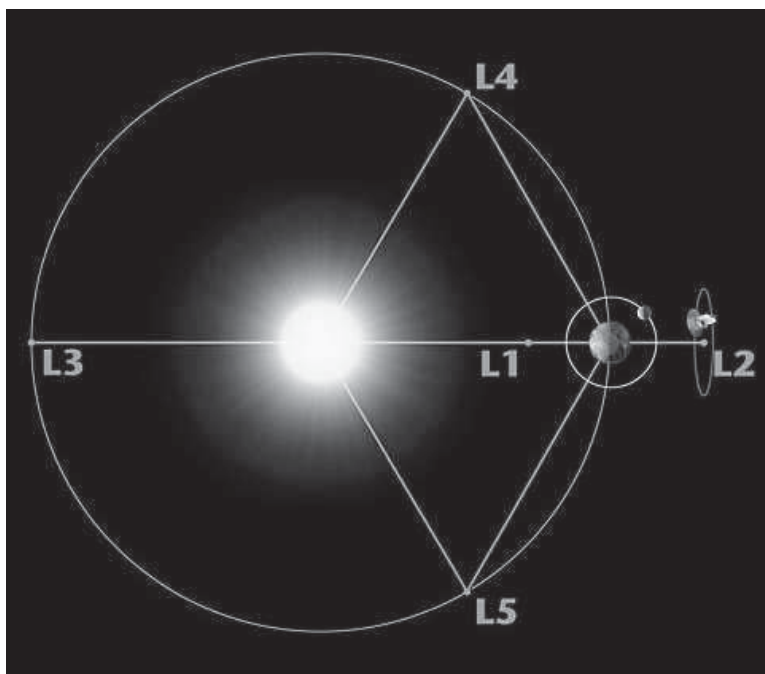


Рис. 5.13. Точки Лагранжа в плоскости орбиты Земли. Лунная орбита показана не в масштабе. В окрестности точки L2 по гало-орбите движется космическая обсерватория

К примеру, обсерватории «Гершель» и «Планк» будут выведены на орбиты в окрестности точки Лагранжа L2 системы Солнце–Земля (рис. 5.13). Для криогенных обсерваторий это по-

ложение выгодно тем, что одним экраном можно заслониться от излучения Солнца, Земли и Луны. «Гершель» размером  $9 \times 4,5$  м и массой 3300 кг должен проработать там более трех лет. С помощью своего телескопа системы Ричи–Кретьена с зеркалом диаметром 3,5 м он будет наблюдать холодные (или очень далекие) объекты в диапазоне 60–670 мкм. «Планк» размером  $4,2 \times 4,2$  м и массой 1800 кг имеет зеркало размером  $1,75 \times 1,5$  м и криогенные приборы: приемник миллиметрового диапазона и субмм-болометр. Он будет изучать мелкие неоднородности температуры и поляризации реликтового излучения.

### § 5.6. Радиастрономия из космоса

Вынос больших антенн в космос — весьма перспективная задача для радиоастрономии. Например, спутники используют для изучения очень длинных радиоволн, излучаемых Солнцем, магнитосферами планет-гигантов и межзвездной средой. Поверхности Земли эти волны не достигают, поскольку отражаются от ионосферы. Поэтому еще в 1973 г. на орбиту вокруг Луны был выведен «Эксплорер-49» (NASA) с аппаратурой для регистрации сверхдлинных радиоволн. Чтобы укрыться от помех, возможно, вскоре вся радиоастрономия переместится на обратную сторону Луны и будет использовать наш естественный спутник как экран от земных радиопередатчиков.

В последние годы главной целью космических радиоэкспериментов стало получение большой базы между антеннами, превышающей диаметр земного шара. Это позволяет достичь на коротких длинах волн (сантиметры и дециметры) очень высокого углового разрешения, порядка  $10^{-6}$  угловой секунды. Создание космического радиотелескопа — сложнейшая техническая задача. Ведь надо разместить под обтекателем ракеты складную, как зонтик, антенну диаметром 10–20 метров! Спутник нужно оснастить высокоскоростной системой связи с полосой передачи сигнала 100 МГц или даже больше. На его борту должен стоять атомный (цезиевый, рубидиевый или, еще лучше, водородный) стандарт частоты со стабильностью  $\Delta f/f$  не ниже  $10^{-12}$  (это означает уход генератора-часов менее чем на 0,003 секунды за 100 лет). Для построения изображений радиоисточников с разрешением порядка  $10^{-6}$  угловой секунды, требуется знать положение спутника на орбите с ошибкой не более сотни метров при удалении спутника на 100 000 км от Земли. Наконец, на борту должны работать радиоприемники см- и дм-диапазонов сверхвысокой чувствительности с охлаждением

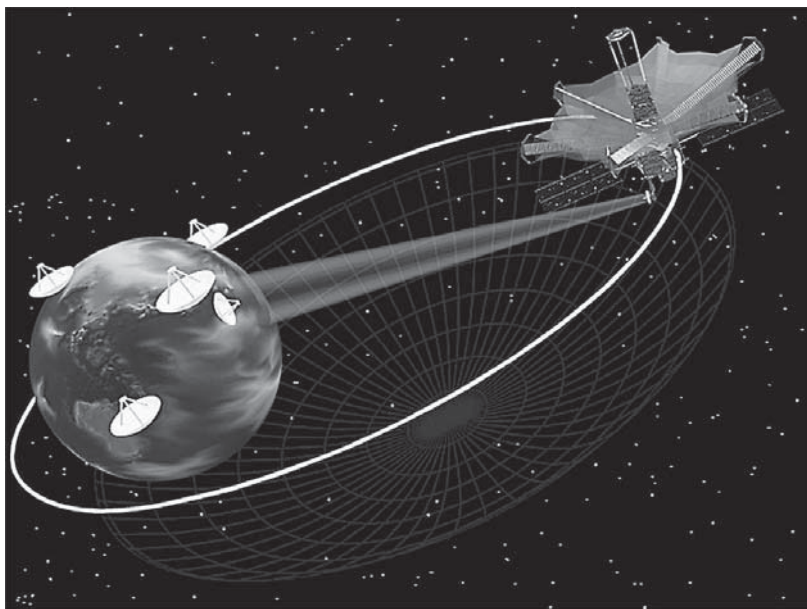


Рис. 5.14. Японский радиоастрономический спутник HALCA совместно с наземными радиотелескопами образовал космический радиоинтерферометр с базой около 30 тыс. км

первых каскадов их усилителей до криогенных температур. Таков далеко не полный список проблем, стоящих перед космическими радиоастрономами.

Первые эксперименты по космической радиоинтерферометрии были проведены в 1986 и 1988 гг. с помощью телекоммуникационного спутника TDRSS (NASA), имевшего антенну диаметром около 5 м, и наземных 64-метровых радиотелескопов Ушида (Япония) и Тидбинбилла (Австралия). Успех этого эксперимента подтолкнул к созданию специализированных космических антенн. Первый космический радиоинтерферометр HALCA был реализован в 1997 г. в Японии. Его 8-метровая антенна-зонтик из тонких проволочек и металлической сетки успешно раскрылась, и спутник до 2005 г. работал в интерферометрическом режиме со многими, в том числе и российскими крупными наземными антеннами (рис. 5.14). Двигаясь по орбите с перигеем 556 км и апогеем 21 375 км, этот спутник дал возможность организовать интерферометр с базой в 2,5 раза большей диаметра Земли.

В России в 2008 г. заканчивается работа над международным проектом «РАДИАСТРОН» с диаметром антенны 10 м на четыре



Рис. 5.15. Проект отечественного космического радиотелескопа «Радиоастрон» с раскладным зеркалом диаметром 10 м. Совместно с наземными радиотелескопами в режиме радиоинтерферометра при удалении от Земли на 300 000 км он должен иметь угловое разрешение до одной миллионной доли угловой секунды

диапазона длин волн от 1,35 до 91 см (рис. 5.15). В создании приемников и системы регистрации принимают участие США, Канада, Голландия, Швейцария, Финляндия, Австралия и другие страны. В качестве наземных антенн этого глобального телескопа будут использоваться крупнейшие в мире антенны ФРГ, России, Украины, США и Австралии.

## Литература

Москаленко Е. И. Методы внеатмосферной астрономии. — М.: Наука, 1984.

Крат В. А., Котляр Л. М. Стратосферная астрономия. Л.: — Наука, 1976.

## Глава 6

# АСТРОНОМИЯ И АСТРОФИЗИКА

*В. Г. Сурдин*

### § 6.1. Введение

Астрономия — наука древняя, поэтому ее язык весьма архаичен. Хотя сегодня для всех нас уже очевидно, что разбиение неба на созвездия, сохранение собственных имен звезд, использование астрологических знаков для обозначения планет и зодиакальных созвездий — все это анахронизмы, но до сих пор, к сожалению, не было серьезных попыток модернизировать язык астрономии. «Исторический хвост» этой науки, делающий ее романтической в глазах неспециалистов, в действительности, весьма заметно затрудняет ее контакты с другими, более молодыми естественными дисциплинами — физикой, математикой, биологией.

«Зоопарк» астрономических объектов очень велик, но их классификация и, особенно, система названий разработаны слабо. Большое количество специфических терминов отпугивает от глубокого изучения астрономии даже ее любителей. Особенно печально, что учителя средней школы, чувствуя себя дилетантами в астрономии и не владея свободно ее терминологией, предпочитают вообще не преподавать эту дисциплину школьникам, лишая их тем самым фундаментальных знаний об окружающем мире.

Разумеется, очень нелегко менять или модернизировать язык. Но через это проходили многие науки, и результат оправдывал временные трудности. Богатая история — это еще и тяжелый груз: астрономия ждет своего Карла Линнея. Приблизив астрономическую систему классификации объектов к биологической, унифицировав терминологию с физической, введя более рациональные знаки, вероятно, можно было бы значительно упростить изучение астрономии и взаимный обмен информацией среди профессионалов.

Возможно, у звездной науки при этом исчезнет некоторый налет романтизма. Но этот этап неизбежен в процессе эволюции любой науки. В конце концов, истинная романтика космоса заключается не в мифических именах планет и не в их загадочных «алхимических» знаках, а в сказочном разнообразии космических объектов и в гармонии законов, по которым они живут.

Но пока еще не произошло модернизации языка астрономии, всем, кто интересуется этой наукой, будет полезен толковый словарь астрономических терминов.

## § 6.2. Толковый словарь

**Аберрация оптическая** — искажение изображения, построенного объективом оптического прибора. В зависимости от причины и характера искажения различают следующие аберрации: *астигматизм, дисторсия, кома, кривизна поля, хроматическая аберрация, сферическая аберрация*.

**Аберрация света** (stellar aberration) — кажущееся смещение направления на светило, вызванное движением наблюдателя, например, вместе с движущейся Землей.

**Абсолютная звездная величина** — видимая звездная величина светила (обычно — звезды или галактики) при его наблюдении с расстояния в 10 пк и отсутствии межзвездного поглощения (см. Звездная величина).

Таблица 6.1. Абсолютная звездная величина некоторых типичных объектов

Сверхновая типа Ia	−19
Бетельгейзе ( $\alpha$ Ori)	−6
Сириус	+1,4
Солнце	+4,6
Слабые белые карлики	+16
Юпитер в полной фазе	+26

**Абсолютная звездная величина астероида** ( $M$ ) — звездная величина астероида, какой бы она была при его расстоянии от Земли и от Солнца в 1 а. е. Освещенность от астероида на Земле можно представить как  $F = F_0/(r^2\Delta^2)$ , где  $r$  — расстояние от Солнца,  $\Delta$  — расстояние от Земли,  $F_0$  — значение  $F$  при  $r =$



$= \Delta = 1$  а.е. При этом его видимая звездная величина составит  $m = M + 5 \lg r + 5 \lg \Delta$ . Для известных астероидов  $M \geq 3^m$ .

**Абсолютная звездная величина кометы ( $H_0$ )** — звездная величина головы кометы, которую она имела бы, находясь от Земли и от Солнца на расстояниях в 1 а.е. Для вычисления абсолютной величины кометы не достаточно, как, например, для астероида, знать видимый блеск ( $m$ ) и расстояния от Земли ( $\Delta$ ) и от Солнца ( $r$ ): требуется еще сделать предположение о том, как зависит «светимость» кометы от ее расстояния до Солнца. Для твердого тела с неизменными свойствами поверхности (астероид) эта зависимость чисто геометрическая: мощность рассеянного им солнечного света пропорциональна  $r^{-2}$ . Но свойства кометы — размер и плотность ее головы — меняются сложным образом. В общем случае «светимость» кометы можно представить как  $\sim r^{-n}$ , причем из наблюдения за различными кометами получают  $2 < n < 6$ . Среднее по многим наблюдениям значение  $n = 4$ ; его и принимают для вычисления абсолютных звездных величин комет по формуле  $H_0 = m - 2,5n \lg r - 5 \lg \Delta = m - 10 \lg r - 5 \lg \Delta$ . Для разных комет значение  $H_0$  лежит в диапазоне от  $-3^m$  (комета 1729 г.) через  $4,6^m$  (комета Галлея 1910 II) до  $+15^m$  (самые слабые из открываемых комет).

**Абсолютная звездная величина метеора ( $M$ )** — блеск метеора, каким бы он был виден с расстояния 100 км, будучи расположен в зените:  $M = m - 5 \lg(R/100 \text{ км}) - K$ , где  $R$  — истинное расстояние до метеора,  $K$  — поправка за экстинкцию (редукция к зениту).

**Абсолютно черное тело** — воображаемая идеальная поверхность, способная полностью поглощать падающее на нее электромагнитное излучение. Такая поверхность одновременно является идеальным источником теплового излучения, полная мощность и спектр которого зависят только от температуры поверхности и описываются законом Планка. При фиксированной температуре (в состоянии термодинамического равновесия) любое реальное тело излучает с единицы поверхности меньше, чем абсолютно черное тело.

**Адаптивная оптика** — методика исправления атмосферных искажений изображения при астрономических наблюдениях. Проходя сквозь неоднородную атмосферу, плоский *волновой фронт* света теряет свою форму, при этом изображение даже

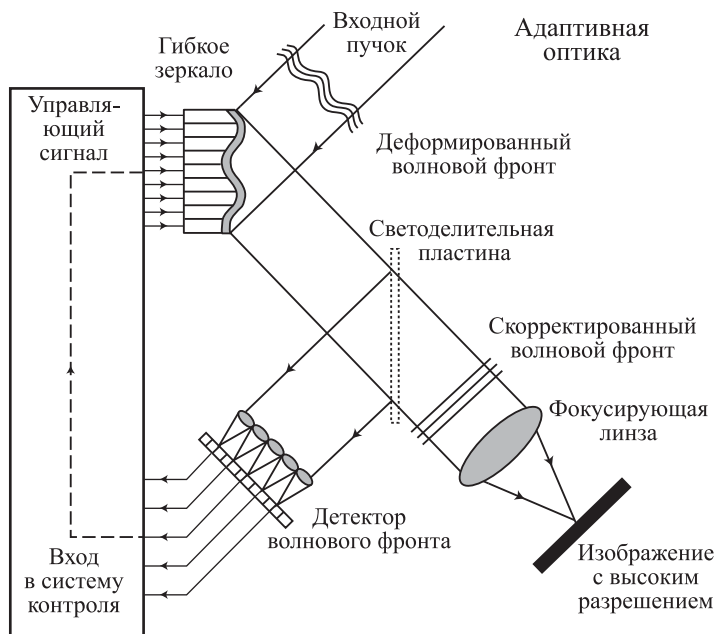


Рис. 6.1. Схема работы адаптивной оптической системы, выравнивающей волновой фронт излучения для поддержания точечного изображения звезды

в идеальном телескопе теряет резкость и дрожит. Для восстановления плоской формы волнового фронта обычно используется небольшое вторичное «мягкое» зеркало, управляемое компьютером и с высокой частотой (до 1 кГц) изменяющее свою форму. Управляющая программа с помощью детектора волнового фронта анализирует изображение одиночной звезды и, регулируя форму мягкого зеркала, добивается того, чтобы изображение имело идеальный, точечный вид. Если это удастся, то становятся более четкими изображения и всех других объектов, наблюдаемых вблизи этой опорной звезды в пределах области *изопланатизма*. Эффективность системы адаптивной оптики определяется *числом Штреля*.

В качестве детектора искажений, вносимых атмосферой в волновой фронт излучения опорной звезды, обычно используют датчик Гартмана, содержащий матрицу из микролинз, расположенную в выходном зрачке телескопа. Например, у 8,2-м телескопов VLT это матрица  $30 \times 30$ . Каждая микролинза строит отдельное изображение звезды на ПЗС-приемнике. Смещения мгновенного фотоцентра каждого изображения

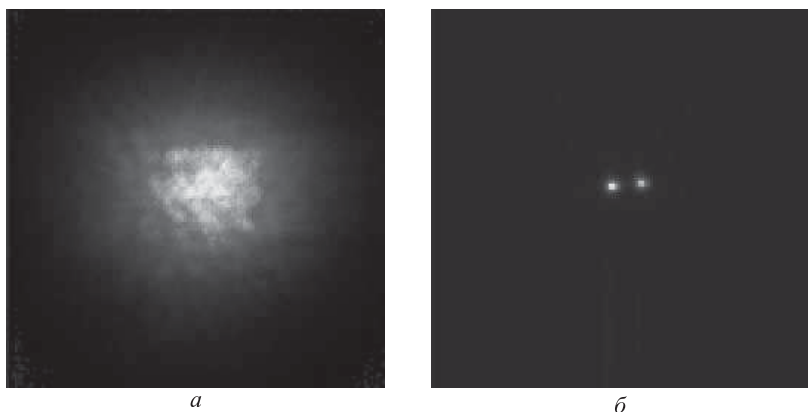


Рис. 6.2. Изображение звезды k Peg получено 3,5-м телескопом Starfire (США) в 1997 г. без применения (а) и с применением (б) системы адаптивной оптики, содержащей 756 активных *актюаторов*. Расстояние между компонентами звезды  $0,3''$ . Фото с сайта <http://www.de.afrl.af.mil/SOR/binary.htm>.)

указывают наклон волнового фронта в данном месте входной апертуры (рис. 6.1 и 6.2).

Для быстрого анализа изображения опорной звезды она должна быть весьма яркой (ведь свет от нее делится на много частей и положения всех изображений определяются много раз в секунду). Поскольку в поле зрения телескопа редко встречаются яркие звезды, специальный лазер создает в верхних слоях атмосферы *искусственную звезду* — маленькое яркое пятно, постоянно присутствующее в поле зрения телескопа.

Эксперименты с системами адаптивной оптики начались в конце 1980-х, а с 2000 г. практически на всех крупных телескопах используются такие системы, позволяющие довести угловую разрешающую способность телескопа до ее физического (дифракционного) предела. Система активной оптики жизненно необходима для работы наземного оптического интерферометра, поскольку длина когерентности света после его прохождения через атмосферу составляет всего около 10 см.

**Азимут** — одна из двух координат горизонтальной системы: угол между небесным меридианом наблюдателя и вертикальным кругом, проходящим через небесный объект. Обычно астрономы измеряют его от точки юга к западу, а геодезисты — от точки севера к востоку.

**Аккреция** (англ. accretion — прирост, присоединение) — выпадение рассеянного вещества на космическое тело — планету, звезду, галактику. Притяжение звезды может вызвать аккрецию на ее поверхность межзвездного вещества или верхних слоев атмосферы соседней звезды — близкого компаньона по двойной системе. Обычно у нормальных звезд аккреции препятствует истечение вещества (звездный ветер) и давление излучения самой звезды. Но у компактных остатков звездной эволюции — *белых карликов, нейтронных звезд и черных дыр* — препятствий для аккреции почти нет, поэтому в тесных двойных системах она происходит очень активно. На массивные черные дыры в ядрах галактик происходит аккреция межзвездного газа, вещества разрушенных звезд и, вероятно, даже целых, неразрушенных звезд, если плотность их вещества достаточно высока. Как правило, при аккреции значительная доля гравитационной энергии падающего вещества выделяется в виде излучения: вещество нагревается при ударе о поверхность звезды или в результате взаимного трения слоев в аккреционном диске.

**Активная оптика** — методика поддержания идеальной формы главного зеркала телескопа. Эту форму, приданную зеркалу при его изготовлении, оно теряет в процессе эксплуатации под влиянием переменных механических и термических нагрузок (повороты телескопа по высоте, суточные перепады температуры, и т. п.). С помощью системы лазерного контроля, управляющего компьютера и десятков (иногда сотен) управляемых домкратов (*актюаторов*), форма зеркала поддерживается близкой к идеальной (параболоид, гиперболоид или сфера — в зависимости от оптической схемы телескопа). Разработка систем активной оптики позволила изготавливать зеркала большого диаметра сравнительно тонкими и легкими.

**Актюатор** — управляемый компьютером упор, используемый для изменения формы оптического элемента телескопа. В системе *активной оптики* актюаторы поддерживают снизу главное зеркало телескопа для компенсации его деформаций под влиянием силы тяжести и перепадов температуры. Например, у 8,2-м телескопов VLT коррекция формы главного зеркала производится при помощи 150 актюаторов каждые 30 секунд (рис. 6.3). В системе *адаптивной оптики* небольшие актюаторы с временем срабатывания  $\sim 10^{-3}$  секунды используются для управления формой вторичного «мягкого» зеркала, компенсирующего атмосферные искажения изображения.



Рис. 6.3. Оправа 8,2-м главного зеркала одного из телескопов VLT Европейской южной обсерватории. Видна система разгрузки и управления формой зеркала при помощи актюаторов. Для контроля за формой зеркала используется датчик волнового фронта с разрешением  $30 \times 30$

**Альbedo** (лат. albedo, белизна) — доля световой энергии, отраженная поверхностью тела. Различают несколько видов альbedo.

**Истинное, или ламбертово альbedo**, совпадающее с коэффициентом диффузного отражения, — это отношение потока, рассеянного плоским элементом поверхности во всех направлениях, к падающему на него потоку. Если поверхность освещается и наблюдается вертикально, то такое истинное альbedo называют **нормальным**. Нормальное альbedo чистого снега около 1,0, а древесного угля около 0,04.

Значение альbedo зависит от спектра падающего излучения и от свойств поверхности. Поэтому отдельно измеряют альbedo для разных спектральных диапазонов (оптическое, ультрафиолетовое, инфракрасное), поддиапазонов (визуальное, фотографическое) и даже для отдельных длин волн (монохроматическое альbedo).

В астрономии часто используют **геометрическое, или плоское альbedo** — отношение освещенности у Земли, создаваемой планетой в полной фазе (т. е. ее блеска), к освещенности, которую создал бы плоский абсолютно белый экран того же размера, что и планета, отнесенный на ее место и расположенный перпендикулярно лучу зрения и солнечным лучам. Визуальное геометрическое альbedo Луны 0,12; Земли 0,367.

Для расчета энергетического баланса планет используется **сферическое альbedo** («альbedo Бонда»), введенное в 1861 г. американским астрономом Д. Ф. Бондом (1825–1865). Это отно-



Рис. 6.4. Телескоп БТА Российской академии наук с главным зеркалом диаметром 6 м был первым крупным телескопом, установленным на альт-азимутальной монтировке

шение отраженного всей планетой потока излучения к падающему на нее потоку. Бондовское альbedo Земли около 0,31, у лишенной атмосферы Луны оно 0,067, а у покрытой облаками Венеры 0,77.

**Альвеновские волны** (или альфвеновские волны) — поперечные магнитогидродинамические волны, распространяющиеся в плазме вдоль силовых линий магнитного поля за счет его упругости. Названы в честь предсказавшего их в 1942 г. шведского астрофизика Х. Альфвена (Альвен, Н. Alfvén, 1908–1995). Скорость волн (альвеновская скорость) не зависит от частоты и определяется напряженностью магнитного поля  $H$  и плотностью плазмы  $\rho$ :  $V_A = H/\sqrt{4\pi\rho}$ . Но частота колебаний ограничена сверху ионной циклотронной частотой ( $qH/mc$ , где  $q$  и  $m$  — заряд и масса частицы).

**Альмукантарат** — малый круг небесной сферы, плоскость которого параллельна плоскости математического горизонта; т. е. круг равных высот.

**Альт-азимутальная монтировка** — установка телескопа, позволяющая ему для наведения на небесный объект поворачиваться вокруг двух осей: вертикальной оси азимута и горизонтальной оси высоты (рис. 6.4). Слежение за звездами при этом осуществляется путем одновременного вращения телескопа вокруг двух осей с переменной скоростью, а при фотографировании требуется еще и вращение камеры вокруг оптической оси.

**Амплитуда колебания блеска переменной звезды** — разница между минимальным и максимальным блеском звезды за период наблюдения, выраженная в звездных величинах. Не следует путать, например, с амплитудой синусоидального колебания, равной половине размаха колебаний.

**Анастигмат** — объектив, практически свободный от всех оптических *аберраций*, в том числе от астигматизма. Имеет плоскую фокальную поверхность (рис. 6.5).

**Ангстрем** — единица длины;  $1 \text{ \AA} = 10^{-10}$  м. Применяется в оптике и атомной физике. Названа в честь шведского физика и астронома Андерса Ангстрема (1814–1874). Глаз человека чувствителен в диапазоне 4000–7000  $\text{\AA}$ .



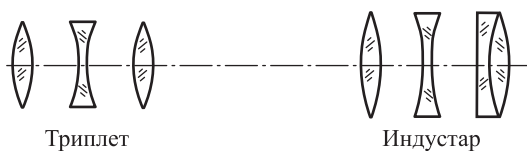


Рис. 6.5. Простейшие объективы-анастигматы

**Анталголь** (т. е. анти-алголь) — одно из названий переменных звезд типа RR Лиры. Кривая изменения блеска анталголя отдаленно напоминает перевернутую кривую блеска затменно-двойной звезды Алголь, с чем и связано редкоупотребимое название «анталголь».

**Антиматерия** — вещество, имеющее гравитационные свойства обычного вещества, но противоположные по знаку электрический заряд и константы взаимодействия ядерных сил.

**Антропный принцип** — утверждение о том, что все свойства нашей Вселенной (даже еще не открытые) должны не противоречить существованию в ней тех объектов, которые нам уже известны, в том числе и человека. Существуют и другие научные формулировки антропного принципа, не различающиеся по существу. Например: свойства Вселенной именно таковы потому, что при других ее свойствах возникновение жизни было бы невозможно, и, следовательно, не было бы наблюдателей, способных размышлять о том, почему свойства Вселенной именно такие, как есть. При этом имеются в виду самые фундаментальные свойства: трехмерность пространства, заряды и массы элементарных частиц, относительная сила физических взаимодействий, и т. п.

Иногда различают «слабый антропный принцип» (Человек мог возникнуть лишь на определенной стадии эволюции Вселенной, когда для этого появились условия) и «сильный антропный принцип» (Вселенная должна быть такой, чтобы в ней на некоторой стадии эволюции мог появиться наблюдатель). Некоторые философы предлагают такой вариант антропного принципа: Вселенная создана такой, чтобы в ней мог возникнуть и существовать человек. Его явный религиозный оттенок усиливается следующей формулировкой: Мир столь совершенен, что очевидно был создан разумным Конструктором (сверхинтеллект). Некоторые видят в этом доказательство существования Бога. Очевидно, что исходный смысл антропного принципа в этих последних формулировках оказывается полностью потерян.

**Апекс** — точка на небесной сфере, в направлении которой движется в пространстве астрономический объект, например, Солнце или Земля.

**Апертура** — входное отверстие объектива телескопа т.е. его главного зеркала или линзы. Обычно апертурой называют диаметр (реже — площадь) этого отверстия. Действующая апертура — диаметр той части объектива, попав на которую, свет проходит сквозь всю оптическую систему и достигает приемника излучения.

**Апертурный синтез** — метод, позволяющий наблюдать объект одновременно несколькими телескопами, объединяя собранное ими излучение. При этом качество изображения по некоторым параметрам соответствует тому, которое могло бы быть получено телескопом с апертурой, равной расстоянию между наиболее удаленными инструментами, участвующими в синтезе. Этот метод уже несколько десятилетий широко применяется в радиоастрономии, а с недавних пор — и в оптической, позволяя существенно повышать угловое разрешение.

**Апланат** — объектив, у которого исправлены сферическая аберрация и кома. Таковы, например, телескопы системы Ричи-Кретьена.

**Апогей** — наиболее удаленная от Земли точка орбиты Луны или искусственного спутника Земли.

**Аподизация** — модернизация инструмента, при которой ценой ухудшения одной из его характеристик удастся улучшить другую. Например, помещенный перед объективом телескопа нейтральный фильтр с гауссовым распределением пропускания по радиусу, меняющимся от прозрачного в центре до непрозрачного на краю, удваивает размер центрального диска, но подавляет окружающие его дифракционные кольца. В целом это заметно улучшает различимость деталей на малоконтрастных изображениях протяженных объектов — туманностей, планет.

**Апохромат** — объектив из трех и более линз, лучше исправленный относительно хроматической аберрации, чем ахромат. В апохромате в общий фокус сведены лучи трех разных длин волн, а в суперапохромате — четырех. В них исправлена и сферическая аберрация.

**Апоцентр** — наиболее удаленная от центрального тела точка эллиптической орбиты. Корень «центр» можно заменить греческим названием небесного тела. Например, для орбиты вокруг Земли говорят *апогей*, вокруг Солнца — *афелий*.

**Апсида** (греч. hapsis, свод, арка; род. падеж hapsidos) — экстремальная точка эллиптической орбиты: наиболее или наименее удаленная от фокуса, т.е. от центра притяжения. Ближайшую к фокусу точку называют перигелием или периапсис (иногда — периапсида), а наиболее удаленную от фокуса — апоцентр или апоапсис (апоапсида). Для некоторых орбит используют особые термины: если движение происходит вокруг Солнца, то эти точки называют перигелием и афелием; если вокруг Земли, то перигеем и апогеем. У орбит вокруг звезд их называют периастром и апоастром, а вокруг Юпитера — перийовием и апойовием. Большую ось эллиптической орбиты, соединяющую эти две точки и проходящую через центральное тело, называют *линией апсид*. В параболе и гиперболе линия апсид — это луч, начинающийся в перигелии и проходящий через центральное тело.

**Армиллярная сфера** (лат. armilla, браслет) — древний астрономический прибор для измерения углов между светилами. Состоит из нескольких подвижных колец с визирами, изображающих основные круги небесной сферы — небесный экватор, эклиптику, небесный меридиан, первый вертикал. Изобретение армиллярной сферы, или армиллы приписывают греческому геометру Эратосфену (около 250 до н.э.). В наше время эту конструкцию применяют как учебное наглядное пособие.

**Аспект** — видимое с Земли положение планеты по отношению к Солнцу: противостояние, квадратура (восточная или западная), наибольшая элонгация (восточная или западная), соединение (для внутренней планеты — верхнее или нижнее). Синонимом аспекта служит *конфигурация*.

**Ассоциация звездная** — разреженная группировка молодых звезд, возраст которых обычно не превышает нескольких десятков миллионов лет. Типичный размер звездной ассоциации 50–100 пк. Количество наблюдаемых звезд — от нескольких единиц до нескольких сотен. В отличие от звезд рассеянных и шаровых скоплений, звезды ассоциаций слабо связаны друг с другом силой взаимного тяготения и поэтому практически

свободно разлетаются от места совместного формирования. Различают три типа ассоциаций:

**ОВ-ассоциации** содержат яркие массивные звезды спектральных классов О и В, хотя при внимательном поиске в них обнаруживаются и маломассивные звезды;

**Т-ассоциации**, их типичное население — это молодые маломассивные переменные звезды типа Т Тельца;

**В-ассоциации** — в них звезды спектральных классов В0–А2 окружены отражательными газо-пылевыми туманностями (В от reflection, отражение). В последнее время В-ассоциации перестают выделять в самостоятельный класс.

**Астеризм** — характерная группа звезд, имеющая собственное название. Большинство астеризмов состоит из ярких звезд, принадлежащих одному или нескольким соседним созвездиям. Например, Ковш в созвездии Б. Медведицы, Пояс в созвездии Ориона, Голова в созвездии Дракона, Летний треугольник — Вега ( $\alpha$  Лиры), Денеб ( $\alpha$  Лебеда) и Альтаир ( $\alpha$  Орла); Большой квадрат из звезд в Андромеде и Пегасе. Некоторые астеризмы состоят из слабых звезд, например, Плеяды в созвездии Тельца. Астеризм — древний термин; в начале XVII в. он еще значил «созвездие», но затем был потеснен термином *constellatio* и стал обозначать, как правило, более мелкую группу звезд — часть созвездия. (см.: Ю. А. Карпенко «Названия звездного неба». М.: Наука, 1981, гл. Астеризмы.)

**Астероиды** — малые тела Солнечной системы, не демонстрирующие (подобно кометам) испарение вещества с поверхности. Обычно это тела неправильной формы, обращающиеся вокруг Солнца, в основном, между орбитами Марса и Юпитера; эту область называют «поясом астероидов» или «Главным поясом астероидов», имея в виду, что орбиты некоторых лежат вне этой области. Крупных астероидов мало: только у 30-ти из них диаметр превышает 200 км. Крупнейшие — Паллада (538 км) и Веста (526 км). Они настолько массивны, что под действием собственной гравитации приняли почти сферическую форму. Еще около 250-ти имеют диаметры до 100 км; астероидов с диаметрами более 1 км порядка 100 тыс. (табл. 6.2). По оценкам, в Солнечной системе существуют миллионы астероидов размером с булыжник. Вероятно, они образовались вследствие дробления при взаимных столкновениях более крупных тел. Небольшие астероиды имеют весьма причудливую форму. Некоторые образуют двойные системы или имеют спутники (рис. 6.6).

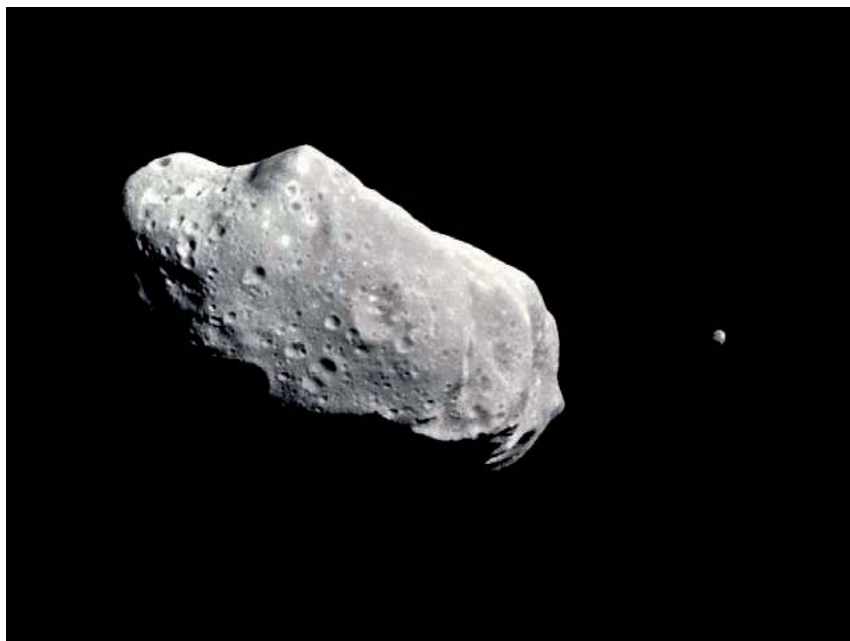


Рис. 6.6. Астероид 243 Ида размером  $58 \times 23$  км и его маленький спутник Дактиль диаметр около 1,5 км, сфотографированные пролетавшим мимо них 28 августа 1993 г. космическим аппаратом «Галилео» (США)

Таблица 6.2. Число астероидов ( $N$ ), открытых к указанной дате

Дата (1 янв.)	$N$	Дата (1 янв.)	$N$
1801	1	1901	463
1807	4	1911	714
1846	5	1931	1198
1848	8	1951	1569
1861	61	1971	1779
1891	302	1991	4655

В конце 1980-х электронные приемники света начали вытеснять фотопластинку, что значительно облегчило труд «охотников за астероидами», переложив монотонную работу по поиску малых планет на компьютер. К 1995 г. было открыто около 18000 астероидов, более 7000 из них наблюдалось в противостоянии не менее двух раз, а у 5000 были точно вычислены элементы орбит, им присвоили номера и многим дали собственные имена.

К 2000 г. появились автоматические телескопы, — наземные и космические, — вообще не требующие ночного труда наблюдателя. В результате к 2008 г. число зарегистрированных астероидов перевалило за 400 тысяч; количество астероидов с надежно вычисленными орбитами и, следовательно, получивших порядковые номера, вплотную приблизилось к 180 тысячам; а собственные имена имеют уже около 15 тыс. астероидов. Некоторые из них пересекают орбиту Земли, что делает возможным их падение на Землю. Мелкие осколки астероидов регулярно падают на Землю в виде *метеоритов*.

**Астигматизм** (греч. *stigma*, точка) — аберрация оптической системы, проявляющаяся в том, что изображение точки, не лежащей на главной оптической оси, представляет собой уже не точку, а две взаимно перпендикулярные линии, расположенные в разных плоскостях на некотором расстоянии друг от друга (в промежуточных плоскостях изображение имеет вид эллипсов, рис. 6.7). Причина астигматизма у симметричных систем состоит в неодинаковой кривизне оптических поверхностей в разных плоскостях сечения падающего светового пучка. Астигматизм глаза обусловлен неравномерной кривизной роговой оболочки или хрусталика; компенсируется цилиндрическими линзами. Астигматизм сложного объектива может быть исправлен соответствующим подбором линз; такие системы называют *анастигматами*.

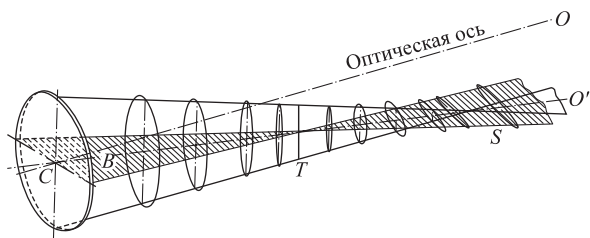


Рис. 6.7. Астигматизм. Эллипсы показывают сечение пучка, прошедшего сквозь круглую апертуру линзы под углом  $\theta$  к главной оптической оси. Во взаимно перпендикулярных плоскостях пучок фокусируется на линиях  $T$  и  $S$

**Астробиология** — наука, изучающая происхождение и эволюцию жизни во Вселенной (включая Землю как одну из планет). Близкие по значению термины — экзобиология и биоастрономия. Обычно под экзобиологией понимают практическое направление по поиску органической жизни в Солнечной системе

за пределом Земли. Биоастрономия включает в себя наряду с биологическими аспектами также и поиск внеземных цивилизаций (Bioastronomy = Astrobiology + SETI). В рамках Международного астрономического союза (МАС) действует комиссия № 51 «Биоастрономия: поиск внеземной жизни».

**Астронимы** — астрономические названия: имена Солнца, Луны, созвездий, ярких звезд, планет и т. п., данные им разными народами в различные эпохи.

**Астрономическая единица** (а. е.) — единица длины, практически равная среднему расстоянию между центрами Земли и Солнца, т. е. — большой полуоси земной орбиты.  $1 \text{ а. е.} = 149\,597\,870 \pm 2 \text{ км}$ . Обычно используется в астрономии при указании расстояний между объектами Солнечной системы и между звездами в двойных системах.

Строго говоря, это определение астрономической единицы не совсем верно. При аксиоматическом подходе астрономическую единицу определяют как радиус круговой орбиты, на которой тело пренебрежимо малой массы в отсутствие возмущений совершает оборот вокруг Солнца за  $2\pi/k$  суток, где  $k$  — *гравитационная постоянная Гаусса*. Это расстояние чуть меньше, чем большая полуось орбиты Земли.

Поскольку гауссова гравитационная постоянная принята как константа, то можно также сказать, что астрономическая единица — это исторически сложившаяся единица измерения расстояний в астрономии, равная  $149\,597\,870 \text{ км}$ . А большая полуось орбиты Земли в действительности равна  $1,00000023 \text{ а. е.}$

**Атмосферная экстинкция** — ослабление света в земной атмосфере по причине рассеяния и поглощения квантов. На уровне моря при наблюдении в зените в условиях чистого воздуха экстинкция составляет  $0,5^m$  (т. е. 35 %) для фиолетового,  $0,2^m$  для желтого и  $0,05^m$  (т. е. 5 %) для глубокого красного цвета. С ростом зенитного расстояния ( $z$ ) экстинкция (в звездных величинах) растет как  $\sec z$ . При  $z > 60^\circ$  зависимость более сложная. В визуальной (желтой) области экстинкция достигает  $1,2^m$  при  $z = 80^\circ$  и  $5^m$  и даже более — у горизонта.

**Афелий** (греч. *aphelios* от *апо*, вдали и *helios*, солнце) — наиболее удаленная от Солнца точка орбиты планеты или иного тела Солнечной системы.



**Афокальная оптическая система** — зрительная труба, дающая при наблюдении далеких объектов выходной пучок параллельных лучей. Таковы, например, все телескопы, предназначенные для визуальных наблюдений: изображение объекта на сетчатке глаза наблюдателя строит сам глаз. Поскольку в такой оптической системе объектив и окуляр разделены расстоянием, равным сумме их фокусных расстояний, эту систему называют также *конфокальной*.

**Ахромат** (от греч. *achromatos*, бесцветный) — сложная линза, состоящая из двух (собирающей и рассеивающей) обычно склеенных линз, изготовленных из неодинаковых по дисперсии света сортов стекла. По сравнению с одиночной линзой у ахромата существенно уменьшена хроматическая аберрация: путем подбора линз добиваются того, что лучи света каких-либо двух длин волн сходятся в один фокус точно, а остальные — в значительной степени (рис. 6.8). Ахроматические объективы применяются для телескопов и биноклей.

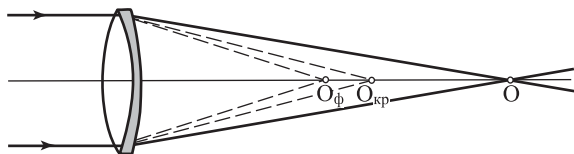


Рис. 6.8. Ахроматический объектив из двух склеенных вместе линз, — положительной и отрицательной, — изготовленных из разных сортов стекла, различающихся коэффициентом преломления (например, из крона и флинта). Пунктиром показан ход лучей только после передней, положительной линзы, имеющей заметный хроматизм ( $O_{\text{ф}}$  — фиолетовый фокус,  $O_{\text{кр}}$  — красный фокус). Вторая линза, имеющая хроматизм другого знака, удлинняет фокусное расстояние объектива и уменьшает его хроматическую аберрацию, сводя красные и фиолетовые лучи в одном фокусе (точка  $O$ )

Первый ахромат изобрел в 1729 г. английский юрист и математик Холл (1703–1771). По его заказу в 1733 г. оптик Г. Бест построил несколько телескопов с объективами диаметром 2,5 дюйма, имеющими положительную линзу из *крона* и отрицательную из *флинта*. Но стекло, особенно флинт, было неоднородным, и качество этих объективов оказалось плохим. Патент на изобретение Холл получать не стал.

В 1754 г. английский оптик Джон Доллонд (1706–1761), основатель знаменитой династии конструкторов научных приборов, в 1754 г. самостоятельно построил ахромат, получил в 1758 г. патент и медаль от Королевского общества и стал изготавливать

телескопы-рефракторы высокого качества. Его сын Питер Доллонд (1730–1820) изобрел ахроматический триплет, объединив две выпуклых кроновых линзы и одну двояковогнутую из флинта. Такая комбинация — (*апохромат*) — свободна не только от хроматической, но и от сферической аберрации.

**Балдж галактики** (от англ. bulge, вздутие) — центральная, наиболее яркая часть сферической составляющей дисковой галактики; как и вся сферическая составляющая, балдж состоит из старых звезд, движущихся по вытянутым орбитам. Внешне балдж выглядит как центральное утолщение диска галактики. В центре балджа обычно имеется очень плотное ядро.

**Бальмеровские линии** — серия спектральных линий атома водорода в оптической области спектра. Возникают при переходах с первого возбужденного энергетического уровня атома водорода на высшие уровни, и обратно. Обозначаются буквой Н с добавлением греческих букв в алфавитном порядке, начиная с длинноволновой части:  $H_\alpha$  (длина волны 656,3 нм),  $H_\beta$  (486,1 нм),  $H_\gamma$  (434,0 нм) вплоть до границы серии Бальмера на 364,6 нм.

**Бальмеровский скачок** — резкое падение интенсивности излучения в спектрах звезд, начинающееся вблизи границы бальмеровской серии ( $3646 \text{ \AA} = 364,6 \text{ нм}$ ;  $h\nu = 3,4 \text{ эВ}$ ) и простирающееся в сторону более коротких длин волн. Скачок вызван резким увеличением коэффициента поглощения для квантов с энергией больше 3,4 эВ, которые ионизуют атомы водорода, находящиеся на первом возбужденном энергетическом уровне. Далее коэффициент поглощения убывает пропорционально  $\nu^{-3}$ , а интенсивность излучения в спектре возрастает (поскольку становятся видны более глубокие слои атмосферы звезды).

**Бар** — внесистемная единица давления, близкая к давлению земной атмосферы на уровне моря.  $1 \text{ бар} = 10^5 \text{ Па} = 10^5 \text{ Н/м}^2 = 10^6 \text{ дин/см}^2 = 0,986923 \text{ атм} \approx 750 \text{ мм рт. ст.}$  Иногда эту единицу называют *новый бар*, поскольку существовал (в системе единиц СГС) ныне вышедший из употребления старый бар, равный  $1 \text{ дин/см}^2$ .

**Бар галактики** (от англ. bar, перемычка) — элемент структуры многих спиральных и неправильных галактик; выглядит как вытянутое уплотнение из звезд и межзвездного газа, лежащее в

плоскости диска (рис. 6.9 и 6.10). Центр бара обычно совпадает с центром диска. Если у галактики есть бар, то спиральные ветви начинаются от концов бара, а не из центра галактики.



Рис. 6.9. Спиральная галактика с баром NGC 1365. Фото ESO

**Барстер** (от англ. burst, вспышка) — вспыхивающий космический источник излучения. Обычно говорят о **рентгеновских барстерах**, вспышки которых вызваны термоядерными взрывами на поверхности *нейтронных звезд*. Такие взрывы могут регулярно происходить в том случае, если в тесной двойной системе с поверхности нормальной звезды на нейтронную звезду происходит непрерывная аккреция газа.

**Белая дыра** — гипотетический физический объект, по своим свойствам во многом противоположный черной дыре. Как понятие в рамках теоретической физики белая дыра является одним из решений уравнений общей теории относительности Эйнштейна; при определенных условиях оно подобно решению для черной дыры, но с обращенной стрелой времени. Так, если

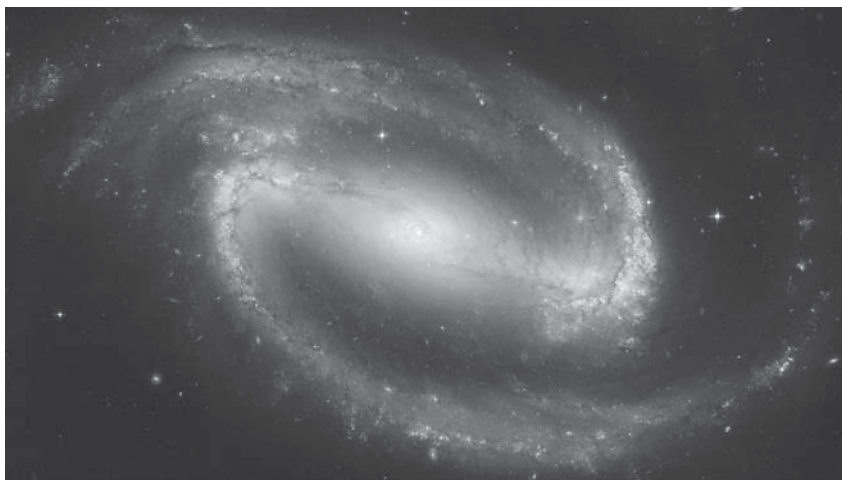


Рис. 6.10. Спиральная галактика с баром NGC 1300. Фото телескопа «Хаббл» (НАСА)

черная дыра может только поглощать материю, то белая дыра — только извергать ее. Для внешнего наблюдателя белая дыра должна выглядеть как взрывное рождение вещества и излучения из сингулярности.

Теоретически белые дыры предсказал И. Д. Новиков в 1963 г. Предполагалось, что они могут служить источником энергии квазаров. Позже Я. Б. Зельдович, В. П. Фролов и др. доказали, что белая дыра подвержена классической и квантовой неустойчивости. Поскольку данное решение уравнений Эйнштейна неустойчиво относительно возмущений метрики, белая дыра может быть только вечной, т. е. должна существовать во Вселенной с самого начала ее расширения и не может родиться позже, например в процессе гравитационного коллапса. Поэтому пространственно-временную сингулярность белой дыры можно рассматривать как «задержавшуюся» начальную сингулярность Вселенной. В математическом смысле уединенное решение только с белой дырой не является полным, так как описывает не все пространство–время, а только его часть. Поэтому вечная белая дыра может существовать лишь топологически связанная с вечной черной дырой, тогда математическое описание пространства–времени становится корректным.

Сложная топология пространства–времени, в принципе, допускает существование коротких «горловин» («тоннелей»), связывающих черную и белую дыры, расположенные очень далеко

друг от друга, даже в разных вселенных. Если ограничиться простой математической моделью, то оказывается, что, упав в черную дыру, можно вылететь из белой дыры, быстро преодолев огромное пространство. Но более детальные расчеты показывают, что горловины неустойчивы: попадающее в них вещество и даже излучение своей гравитацией заставляют «схлопываться» горловину, превращая ее в сингулярность. А белые дыры под действием гравитации вещества, рождающегося внутри них и падающего на них снаружи, быстро превращаются в черные дыры. Поэтому астрофизики сейчас полагают, что белые дыры в природе в естественных условиях существовать не могут.

**Белый карлик** — маленькая звезда, размером с Землю, но при этом весьма массивная (как Солнце) и поэтому очень плотная: в миллион раз плотнее воды. При таких плотностях давление вещества определяется электронным вырожденным газом, поэтому такие звезды иногда называют *вырожденными*. Белый карлик формируется при сжатии ядра нормальной звезды; он становится самостоятельным объектом, когда на заключительном этапе эволюции звезда сбрасывает с себя оболочку (см. планетарная туманность).

**Блеск** — традиционный астрономический термин для обозначения потока оптического излучения, приходящего от звезды или другого небесного светила в единицу времени на единицу поверхности Земли. Примерно до 1940-х г. интенсивность видимого света звезд и метеоров астрономы называли «яркостью». До сих пор в астрономии употребляются такие выражения, как «яркая звезда», «яркий метеор». Но физики определяют яркость как количество света, приходящее от источника излучения в единице телесного угла (например, с квадратной минуты дуги). Эту величину астрономы раньше называли *поверхностной яркостью* в отличие от *интегральной яркости*, обозначавшей количество света, приходящее от всего светила. Теперь и в астрономии термином «яркость» называют то, что ранее называли поверхностной яркостью, а для интегральной яркости потребовалось новое название. Так был введен термин «блеск». Таким образом, *блеск* — это освещенность, создаваемая светилами на плоскости, перпендикулярной к лучу зрения. Точечные источники света (звезды) имеют блеск, но не имеют яркости. Метеор имеет длину, но не имеет ширины, поэтому термин «яркость» к нему также неприменим и следует употреблять термин «блеск».

В астрономии блеск измеряется видимыми звездными величинами ( $m$ ), а в физике аналогичная величина — освещенность — измеряется люксами ( $J$ ). Связь между ними следующая:

$$m = -14,00 - 2,5 \lg J.$$

Звезда с  $m_V = 0$  создает на границе земной атмосферы освещенность  $2,54 \cdot 10^{-6}$  лк. Полная Луна ( $m_V = -12,74$  вне атмосферы) в зените создает у поверхности Земли освещенность около 0,25 лк.

**Бозон** — частица с нулевым или целочисленным спином; подчиняется статистике Бозе–Эйнштейна. Как правило, бозоны являются частицами–переносчиками взаимодействий. Примеры: фотон (спин 1), глюон (спин 1),  $K$ -мезон (спин 0), гравитон (спин 2).

**Боковое зрение** (англ. averted vision) — метод визуального наблюдения тусклых небесных объектов, предельно низкая яркость которых делает их почти недоступными невооруженному глазу. Заметить их удастся, слегка (на несколько градусов) отведя взгляд от точного направления на объект. В этом случае его изображение попадает не в центральную ямку сетчатки, где располагаются малочувствительные к свету колбочки, а в боковую область, богатую чувствительными палочками. При этом изображение получается бесцветным и размытым, но заметным!

**Болид** — очень яркий метеор ощутимого углового размера, нередко наблюдаемый даже днем, часто оставляющий после себя дымный след и сопровождаемый грохотом или гулом; иногда заканчивается падением метеоритов. Слово «болид» (франц. — bolide) произошло от названия древнегреческого метательного копья (bolis, bolidos). Но у греков употреблялся и термин «сферапирос» — огненный шар.

**Болометрическая поправка** (англ. bolometric correction) — разность между болометрической и визуальной звездными величинами ( $BC = m_{\text{bol}} - m_V$ ). Иногда указывается с обратным знаком, поэтому следует проявлять внимание. Используется для оценки болометрической звездной величины звезд на основе измерений их блеска в полосе  $V$ .

**Большая полуось** — половина наибольшего диаметра эллипса.

**Большое сжатие** — гипотеза о том, что в будущем расширение Вселенной прекратится, сменится сжатием и закончится коллапсом всего пространства и всей материи; понятие, противоположное *Большому взрыву*. Универсального английского термина для этой гипотезы пока нет: ее в шутку называют либо Big Crash (грохот, треск, удар, падение, столкновение), либо Big Crunch (кризис, перелом, развязка, раздавливание с хрустом).

**Большой взрыв** (англ. Big Bang) — первый эпизод в эволюции нашей Вселенной, имевший место около 14 млрд лет назад и положивший начало ее расширению. Согласно принятой в настоящее время космологической теории горячей Вселенной, наблюдаемое ныне взаимное удаление галактик и их скоплений отражает исходное, очень плотное и горячее состояние материи в первые моменты существования Вселенной. Уже тогда вещество в соседних областях пространства должно было иметь большие относительные скорости, которые частично сохранились до сих пор в виде взаимного движения галактик. Термин «Большой взрыв» в шутку предложил противник этой теории, английский астрофизик Фред Хойл (1915–2001). Но сейчас теория горячей Вселенной и Большого взрыва считается общепризнанной.

Перед этой теорией стоит несколько проблем, связанных именно с эпизодом Большого взрыва. Ей необходимо объяснить, почему Вселенная состоит из вещества и почти не содержит антивещества? Почему в больших масштабах пространства Вселенная чрезвычайно однородна? Почему средняя плотность Вселенной очень близка к критической, разделяющей сценарии вечного и конечного (см. *Большое сжатие*) существования Вселенной? Ответы на эти вопросы кроются в первых мгновениях Большого взрыва, последовательно описать которые современная физика не может. Требуется более общая теория, объясняющая поведение вещества, полей и пространства–времени при очень высоких энергиях. Первые шаги к ней уже сделаны в виде теории инфляции, теории струн и др.

**Брана** — любой протяженный объект в теории струн. 1-брану называют струной, 2-брану называют мембраной; у 3-браны имеются три протяженных измерения. В общем случае,  $p$ -брана имеет  $p$  пространственных измерений.

**Вековое ускорение Луны** — опережение Луной своего предвычисленного положения на небе для земного наблюдателя, использующего солнечное или звездное время. Это явление связа-



но с приливным взаимодействием Луны и Земли, вызывающим изменение лунной орбиты и тормозящим вращение Земли.

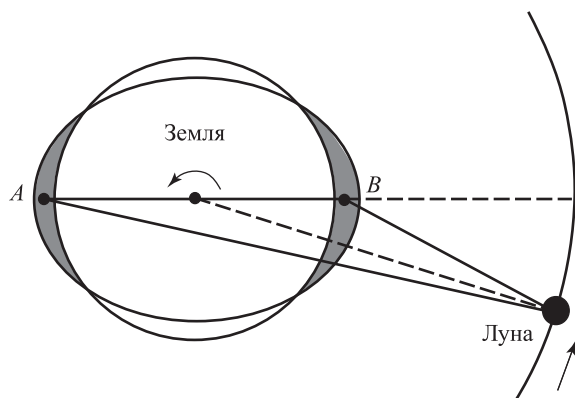


Рис. 6.11. Вековое приливное ускорение Луны вызвано тем, что угловая скорость вращения Земли выше угловой скорости орбитального движения Луны. По этой причине приливные выступы на Земле «сносятся» вперед относительно линии Земля–Луна. Притяжение Луны к выступу *B* сильнее, чем к выступу *A*, поэтому на Луну постоянно действует сила, увлекающая ее вперед по орбите.

По этой же причине под действием Луны тормозится вращение Земли

Мысль о том, что морские приливы, обегая Землю в направлении, противоположном ее вращению, и встречая препятствия в виде материков и мелководья, могут тормозить вращение Земли, высказал еще в 1754 г. И. Кант. Проверить это явление можно было бы, измеряя, как меняется со временем продолжительность суток. Но для этого необходимы были очень точные часы, которых в XVIII в. не было. Правда, еще 1695 г. Э. Галлей, проанализировав древние и современные ему солнечные затмения, заподозрил, что угловая скорость движения Луны увеличивается по отношению к скорости вращения Земли. Дальнейшие наблюдения подтвердили это, а расчеты показали, что в действительности не Луна ускоряет свой бег, а Земля замедляет свое вращение.

Приливные горбы на поверхности Земли увлекают Луну вперед по орбите. При этом радиус ее орбиты увеличивается и угловая скорость орбитального движения уменьшается. Влияние самой Луны на приливные горбы Земли тормозят вращение нашей планеты. При этом угловая скорость вращения Земли уменьшается быстрее, чем угловая скорость движения Луны. Поэтому при измерении скорости Луны относительно некоторых точек на поверхности Земли кажется, что Луна ускоряет свое

движение. Вот почему астрономы все же говорят о *вековом ускорении* Луны под действием приливного трения.

Достаточно точные часы были созданы лишь в XX в., и с их помощью действительно было обнаружено систематическое удлинение земных суток на величину крайне малую: всего лишь на 0,0015 секунды за 100 лет. Но за последние 2000 лет Земля «отстала» от идеальных часов на 3 часа. Это вполне можно заметить по отличию географической долготы мест на Земле, где происходили исторические солнечные затмения, от расчетов полосы затмения, сделанных в предположении постоянства скорости вращения Земли, что и удалось Э. Галлею три века назад.

**Великий аттрактор** (от англ. attract, притягивать) — предполагаемая гигантская концентрация массы, влияющая на движение многих галактик, включая и нашу. В 1986 г. обнаружилось, что вместе с окружающими галактиками наша звездная система движется в сторону сверхскопления Гидры-Кентавра со скоростями, значительно отличающимися от тех, которые следуют из расширения Вселенной по закону Хаббла. Одним из возможных объяснений такого отклонения от однородного хаббловского расширения может быть наличие «Великого аттрактора» — области или объекта, оказывающего гравитационное влияние на окружающие звездные системы. Его масса оценивается в десятки тысяч масс Галактики. Диаметр этой области около 300 млн св. лет, а центр удален от нас на 150 млн св. лет.

**Великое объединение** — класс физических теорий, объединяющих три негравитационных взаимодействия в рамках единого формализма.

**Великое противостояние Марса** (англ. perihelic opposition) — такие противостояния, когда расстояние от Земли до Марса составляет менее 60 млн км. Поскольку орбитальные периоды Земли и Марса несоизмеримы, при каждом противостоянии эти планеты встречаются в разных местах своих орбит, приближаясь друг к другу на разное расстояние (в основном из-за эксцентриситеты орбиты Марса). Если противостояние случается в период нашей зимы, — с января по март, — то расстояние до Марса довольно велико, около 100 млн км. Но если планеты сближаются в конце нашего лета, когда Марс проходит перигелий своей орбиты, то его расстояние от Земли сокращается до 56–60 млн км. Такие благоприятные для астрономических наблюдений противостояния называют

великими, они случаются через каждые 15 или 17 лет (табл. 6.3). Противостояние тем благоприятнее, чем ближе оно приходится к 28 августа, так как в этот день Земля проходит ближе всего к перигелию орбиты Марса.

**Таблица 6.3. Великие противостояния Марса с 1830 г. по 2035 г. Расстояние от Земли до Марса указано в астрономических единицах (а. е.) и километрах**

Год	Дата День	Расстояние	
		а. е.	млн км
1830	19 сентября	0,3885	58,12
1845	18 августа	0,3730	55,80
1860	17 июля	0,3927	58,75
1877	5 сентября	0,3771	56,41
1892	4 августа	0,3777	56,50
1909	24 сентября	0,3919	58,63
1924	23 августа	0,3729	55,79
1939	23 июля	0,3893	58,24
1956	10 сентября	0,3789	56,68
1971	10 августа	0,3759	56,23
1988	22 сентября	0,3931	58,81
2003	28 августа	0,3729	55,79
2018	27 июля	0,3862	57,77
2035	15 сентября	0,3813	57,04

Великое противостояние Марса 28 августа 2003 г. оказалось на редкость тесным: Земля сблизилась с Марсом до расстояния 55 758 005 км. В период подготовки к этому событию появился термин «величайшие противостояния Марса» (табл. 6.4). См.: Марс: великое противостояние. — М.: Физматлит, 2004.

**Вертикал**, или вертикальный круг — большой круг небесной сферы, проходящий через зенит и данную точку на сфере. Вертикал, проходящий через точки севера и юга, называют небесным меридианом, а через точки запада и востока — первым вертикалом. Вертикал, проходящий через светило, называют также «кругом высоты». Часто под «вертикалом» понимают лишь полукруг, проходящий через зенит, светило и надир; при этом первый вертикал делят на восточный и западный.

**Взаимодействующие галактики** — две или несколько близко расположенных галактик, заметно искажающих форму друг друга своим гравитационным влиянием. Взаимодействие нару-

Таблица 6.4. **Величайшие противостояния Марса (сближения с Землей менее чем на 56 млн км). Указана дата противостояния; момент наибольшего сближения может предшествовать ей на сутки или даже двое. Данные с сайта [www.seds.org/spider/spider/mars/marsopps.html](http://www.seds.org/spider/spider/mars/marsopps.html)**

Дата противостояния Год	День	Минимальное расстояние	
		млн км	а. е.
1482	Aug 3	55,809	0,373057
1561	Aug 7	55,838	0,373253
1640	Aug 21	55,87	0,37347
1687	Aug 8	56,00	0,37434
1719	Aug 27	55,951	0,37401
1766	Aug 13	55,839	0,373260
1845	Aug 18	55,803	0,373021
1924	Aug 23	55,777	0,372846
2003	Aug 28	55,758	0,372719
2050	Aug 14	55,96	0,37405
2082	Sep 1	55,884	0,37356
2129	Aug 19	55,841	0,373276
2208	Aug 24	55,769	0,372794
2287	Aug 29	55,688	0,372254
2366	Sep 02	55,709	0,372389
2445	Sep 05	55,795	0,372963
2492	Aug 24	55,833	0,373217
2571	Aug 30	55,708	0,372382

шает симметричную форму галактик и приводит к появлению структурных элементов, не характерных для одиночных галактик: «антенн», «хвостов», перемычек. Часто оно вызывает усиленное звездообразование и активность в ядре галактики.

**Видимость** или *появление* (англ. apparition) — период времени, в течение которого небесный объект доступен наблюдениям с Земли. Нередко этим же термином — *видимость* — переводят англ. seeing, имея в виду качество изображения объекта, обусловленное состоянием атмосферы, например, угловой размер изображения звезды, который из-за атмосферного размытия и дрожания всегда превышает размер диска Эри (см. *Разрешающая сила*).

**Виньетирование** (франц. vignette, заставка) — частичное затенение пучка лучей, проходящего через оптическую систему, элементами ее конструкции, например, вторичным зеркалом в телескопе-рефлекторе. В широкоугольных системах эффектив-

ная площадь входной апертуры уменьшается с удалением от оптической оси в результате эффекта проекции. Виньетирование приводит к неравномерному освещению плоскости изображения. Обычно освещенность падает от центра к краю поля зрения.

**Вириала, теорема** — у стабильной гравитационно связанной системы полная кинетическая энергия частиц составляет (по модулю) половину потенциальной.

**Виртуальные частицы** — элементарные частицы, которые на мгновение извергаются из вакуума; в соответствии с соотношением неопределенностей, они существуют за счет заимствованной из вакуума энергии и быстро аннигилируют, возвращая тем самым «энергетический долг».

**Воздушная масса** — толща воздуха на луче зрения наблюдателя. На небольших зенитных расстояниях ( $z < 60^\circ$ ) изменяется как  $1/\cos z$ .

**Возмущение** — постороннее влияние, вынуждающее небесное тело отклоняться от его кеплеровской орбиты.

**Волновой фронт** — поверхность, перпендикулярная направлению распространения излучения и проходящая через точки, в которых волна имеет одинаковые фазы.

**Восход** — момент времени, когда объект появляется из-за линии горизонта. Моменты восхода и захода Солнца и Луны публикуют в астрономических ежегодниках, имея в виду математический горизонт и учитывая эффект атмосферной рефракции у горизонта, увеличивающей видимую высоту светила на  $35'$  (иногда составители ежегодника принимают  $34'$ ). При этом указывают момент восхода/захода верхнего края диска Солнца/Луны, отстоящего от центра светила в среднем на  $16'$ .

**Время всемирное** — среднее солнечное время гринвичского меридиана (GMT — Greenwich Mean Time). В астрономической литературе обозначается как UT (Universal Time). Фактически под этим именем в наши дни используется *координированное всемирное время* (UTC).

**Время гелиоцентрическое** — время события, зафиксированное гипотетическим наблюдателем, находящимся в центре Солн-

ца. Пересчет земного времени к гелиоцентрическому состоит в учете *времени распространения света*. Поправка (световое уравнение) составляет не более 500 секунд.

**Время декретное** — основное, официально установленное время в данной местности. Например, зимой в России официальное время на 1 час опережает поясное, а летом (в период введения летнего времени) — на 2 часа. Как правило, *декретным* называют зимнее декретное время, а летнее декретное время называют просто «летним».

Декретное время вводят для более полного использования дневного света в летние месяцы года. Для этого во многих странах по специальному правительственному указу (декрету) переводят стрелки часов, идущих по поясному времени, на 1 час вперед. Это делают либо только на летний период, либо на все время. На **летнее время** ежегодно переходят страны Европы (за исключением Исландии), США, Канада, всего более 50 стран. С 16 июня 1930 г. на территории СССР стрелки часов постоянно переведены на 1 час вперед против поясного времени — именно это время называют декретным. Кроме того, с 1981 г. на территории СССР стало вводиться летнее время, опережающее поясное еще на 1 час против декретного. Обычно переход на летнее время происходит в последнее воскресенье марта, а переход на зимнее время — в последнее воскресенье октября.

Однако с 1982 по 1986 г. решением правительства СССР декретное время было отменено в 30 областях и автономных республиках России, в республиках Прибалтики. В 1990 г. по решению местных властей его отменили на Украине, в Молдове, Грузии и Азербайджане. Весной 1991 г. правительство СССР было вынуждено отменить декретное время на всей территории страны. Отмену совместили с переходом на летнее время. Поэтому в марте 1991 г., переходя на летнее время, стрелки часов не переводили, и мы перешли на всемирное летнее время. Осенью же был прибавлен 1 час и мы перешли на всемирное зимнее (т.е. поясное) время. Однако это принесло значительные экономические потери, и 23 октября 1991 г. Верховный Совет РСФСР принял решение о возврате к старому, «декретному» времени на территории России. Оно было осуществлено 19 января 1992 г.: все часы в России были переведены на 1 час вперед. Это не было сделано лишь в Астраханской, Волгоградской, Самарской, Саратовской, Кировской областях и Удмуртской республике.





**Время динамическое (TDB, TDT)** — физические шкалы времени, введенные в 1984 г. для замены *эфемеридного времени* как независимый аргумент в динамических теориях движения небесных тел, используемых для расчета эфемерид. Динамическое время реализуется, например, с помощью атомных часов (см. *время, международное атомное*). Динамическое время, как и эфемеридное, представлено равномерной временной шкалой, учитывающей, однако, взаимосвязь пространства и времени в общей теории относительности. TDB — это барицентрическое динамическое время, т.е. время в центре масс Солнечной системы. TDT — это время, которое показывали бы часы в центре Земли. Время в обеих шкалах отличается друг от друга и от эфемеридного времени всего на несколько миллисекунд. Единицей *TDT* служит 86 400 секунд СИ на уровне моря. Для практических целей можно считать, что  $TDT = TAI + 32,184^s$ .

**Время звездное** — часовой угол точки весеннего равноденствия; равен нулю в момент ее верхней кульминации.

**Время истинное солнечное** — часовой угол Солнца; измеряется к западу от небесного меридиана; 15 градусов соответствуют 1 часу. Момент пересечения Солнцем меридиана называют истинным полднем. Истинное солнечное время показывают простые солнечные часы.

**Время координированное всемирное (UTC, Coordinated Universal Time)** — время, передаваемое средствами массовой коммуникации (радио, телевидением и др.). UTC отличается от TAI (см.: *время, международное атомное*) на целое число секунд и поддерживается в пределах  $\pm 0,90$  секунды от UT путем введения, когда это требуется, добавочной секунды (leap second) между  $60^s$  и  $0^s$ . Обычно это делается не чаще двух раз в год — в конце июня или декабря. Координированное всемирное время объединяет преимущества равномерной шкалы атомного времени с удобством синхронизации всемирного времени с астрономическими циклами (солнечные сутки, год).

**Время международное атомное (TAI)** — непрерывная шкала времени, выводимая в Международном бюро мер и весов в Париже из анализа атомных стандартов времени многих стран. Основной единицей служит секунда СИ, а эпохой — 1 января 1958 г.



**Время поясное** — время, установленное по международному соглашению в областях и странах для того, чтобы по всей планете отличие местного времени от всемирного составляло целое число часов. Вся поверхность Земли разделена приблизительно вдоль меридианов на 24 часовых пояса (рис. 6.12). Средние меридианы часовых поясов проходят по долготам  $15^\circ$ ,  $30^\circ$ ,  $45^\circ$ , ... к западу от Гринвича вдоль точек земной поверхности, в которых среднее солнечное время, соответственно, на 1, 2, 3, ... часа отстает от гринвичского. Обычно города и прилегающие к ним области живут по времени ближайшего среднего меридиана. Линии, разделяющие зоны с различным официальным временем, называются границами часовых поясов. Обычно они следуют не строго вдоль меридианов, а совпадают с административными границами. К тому же, не всегда официальное время отличается от гринвичского на целое число часов: порой в различии присутствуют и полчаса. В летние месяцы в некоторых странах для более полного использования светлого времени суток вводится летнее время, опережающее на 1 час поясное время или зимнее декретное время, если оно отличается от поясного. Названия часовых поясов см. на [www.timeanddate.com/library/abbreviations/timezones/](http://www.timeanddate.com/library/abbreviations/timezones/).

Примером является гражданское время в США (табл. 6.5). От восточного побережья к западному на континентальной территории США располагается четыре часовых пояса. Зимнее время считается основным (standard time); в летний период часы переводят на час вперед для экономии электроэнергии (daylight saving time).

Таблица 6.5. **Часовые зоны в США относительно координированного всемирного времени (UTC)**

Зимнее время		Летнее время	
EST — Eastern standard time	UTC-5	EDT — Eastern daylight time	UTC-4
CST — Central standard time	UTC-6	CDT — Central daylight time	UTC-5
MST — Mountain standard time	UTC-7	MDT — Mountain daylight time	UTC-6
PST — Pacific standard time	UTC-8	PDT — Pacific daylight time	UTC-7

**Время распространения света** — время, которое нужно свету, чтобы достичь Земли (свет проходит 1 а.е. за 499 с). Взаимное перемещение объектов Солнечной системы приводит к тому, что расстояние между ними, а значит, и время распространения света меняется. Это проявляется в различном запаздывании, с которым земной наблюдатель видит положение объектов в разные ночи. В силу небольших расстояний в Солнечной системе

эффект *различия* во времени распространения света приводит к заметным угловым поправкам. На межзвездных расстояниях этот угловой эффект незначителен. Однако, если речь идет о *моменте* события, например, о моменте затмения в системе короткопериодической двойной звезды, о фазе пульсации переменной звезды или о моментах приема сигналов пульсара, то расстояние до объекта не имеет значения, и эффект перемещения наблюдателя должен быть учтен. Это делается путем приведения момента наблюдения к барицентру Солнечной системы (фактически используется *гелиоцентрическое время*).

**Время среднее солнечное** — часовой угол среднего солнца, увеличенный на 12 часов. Когда среднее солнце на меридиане, среднее солнечное время равно 12 час пополудни.

**Время эфемеридное (ЕТ)** — время, определенное по орбитальному движению небесных тел, в основном, Луны. Эфемеридное время имеет равномерную шкалу и используется для вычисления координат планет, комет и астероидов. Оно было введено, чтобы не зависеть от неравномерных и непредсказуемых колебаний вращения Земли — основы исчисления всемирного времени (UT). Разница между UT и ЕТ по определению равнялась нулю в начале XX в., а к концу XX в. составила около одной минуты. В 1984 г. на смену эфемеридному времени было введено *динамическое время*.

**Вселенная** — весь окружающий нас мир. Астрономы и физики обычно подразумевают под этим ту его часть, которая в принципе доступна изучению естественнонаучными методами. Астрономическая Вселенная, или Метагалактика — это часть Вселенной, доступная наблюдениям в настоящее время или в обозримом будущем. Возраст Вселенной — время, прошедшее от начала ее расширения.

**Вспыхивающие звезды** — переменные звезды, яркость которых резко и неперiodически возрастает на короткое время, как правило, на несколько минут. Амплитуда вспышки может достигать  $7^m$ , хотя обычно не превосходит  $1-2^m$ . Начало вспышки очень резкое: блеск звезды может возрасти вдвое всего за несколько секунд. Спадание блеска происходит медленнее: у слабых вспышек за десятки секунд или минуты, у сильных — за десятки минут или часы. Среднее время между вспышками составляет от часа до суток. По своей природе эти вспышки

сходны с солнечными вспышками. Большинство вспыхивающих звезд — красные карлики спектрального класса М; их массы и светимости значительно меньше солнечных. Часто это молодые звезды, еще не достигшие главной последовательности. Прототипом этого класса и наиболее изученной вспыхивающей звездой является UV Кита.

**Вспышка, солнечная** — неожиданное и кратковременное увеличение яркости небольшого участка хромосферы вблизи солнечного пятна или группы пятен, вызванное резким выделением энергии магнитного поля над фотосферой. За несколько минут в области мощной солнечной вспышки выделяется энергия около  $10^{25}$  Дж.

**Вспышки, спектр** — серия узких серповидных линий излучения газа солнечной хромосферы, получаемая бесщелевым спектрографом за мгновение до начала полной фазы солнечного затмения, когда виден лишь узкий серп Солнца.

**Второе начало термодинамики** — закон физики, согласно которому энтропия замкнутой системы постоянно растет.

**Высота** — одна из двух координат горизонтальной системы: угловое расстояние небесного объекта от горизонта наблюдателя.

**Вырожденная звезда** — см. белый карлик, нейтронная звезда.

**Галактика** — гигантская система из звезд и газо-пылевых облаков. Галактики бывают спиральные, как ближайшая к нам крупная галактика в созвездии Андромеды (М 31), или пересеченные спиральные, как NGC 5850. Бывают также галактики эллиптической формы (М 87) и неправильной формы (Большое и Малое Магеллановы Облака). Нашу звездную систему, в состав которой входит Солнце и окружающие звезды, называют «Галактикой» (с большой буквы) или «нашей галактикой». Это спиральная система диаметром около 30 кпк; Солнце расположено на расстоянии около 8 кпк от ее центра. Слово «галактика» происходит от греческого «galactose» — молоко, поскольку так называли в древности Млечный Путь.

**Галактический экватор** — большой круг небесной сферы, проходящий вдоль Млечного Пути и равноотстоящий от галактических полюсов.

**Галилеевы спутники Юпитера** — четыре крупнейших спутника, открытые Галилеем в 1610 г. и названные С. Мариусом Ио, Европа, Ганимед и Каллисто. Их обращение вокруг Юпитера под влиянием приливов синхронизовано с их вращением вокруг оси (как у Луны).

**Гамма-всплески** — кратковременные вспышки космического гамма-излучения, регулярно фиксируемые орбитальными обсерваториями уже несколько десятилетий и до недавних пор остававшиеся не отождествленными с какими-либо космическими объектами. Первый гамма-всплеск зарегистрировали 2 июля 1967 г. американские военные спутники серии «Vela», следившие за соблюдением международного договора от 1963 г. о запрещении испытаний ядерного оружия в атмосфере, в космическом пространстве и под водой. Одновременная регистрация несколькими спутниками показала, что этот и последующие гамма-всплески не вызваны ядерными взрывами на Земле. Но где именно расположены их источники долгие годы оставалось загадкой. Основная трудность в том, что гамма-детекторы имеют очень низкое угловое разрешение, т.е. крайне неточно указывают направление на источник. До 1973 г. о гамма-всплесках не сообщали в открытой печати. Спутники фиксировали по несколько всплесков в год. Ученым сообщили о них, когда окончательно стало ясно, что всплески не вызваны искусственными взрывами, а имеют космическое происхождение. По мере роста чувствительности гамма-детекторов, спутники стали фиксировать до нескольких вспышек в сутки. Их обозначают как GRB (Gamma-Ray Burst); например, GRB 030329 означает гамма-всплеск, наблюдавшийся 29 марта 2003 г.

Оказалось, что гамма-всплески с энергией в десятки и сотни килоэлектронвольт наблюдаются в совершенно произвольных направлениях на небе, и каждая такая вспышка на короткое время (от долей секунды до нескольких минут) становится ярче всех прочих небесных гамма-источников. Изотропное распределение вспышек на небе разделило многочисленные гипотезы об их происхождении на два типа: источники вспышек должны располагаться либо ближе 100 пк (характерная толщина галактического диска), либо дальше 10 Мпк (характерный межгалактический масштаб). Большинство астрономов склонялось к локальным гипотезам (удары комет по нейтронным звездам, спонтанное разрушение коры нейтронных звезд, и т.п.), поскольку признание межгалактических расстояний до источников вспышек указывало бы на их фантастическую мощность. Для решения вопроса

требовалось определить расстояние хотя бы до одного из источников. Но наблюдения только в гамма-диапазоне не давали такой возможности, поскольку при их низком угловом разрешении не позволяли отождествить вспышку с известными объектами.

Ситуация изменилась 28 февраля 1997 г., когда специализированный спутник «Верро-SAX» (Италия и Голландия) зарегистрировал всплеск сначала в гамма-, а затем в рентгеновском диапазоне, где достигается более высокое угловое разрешение. Используя этот метод, вскоре наземными телескопами стали обнаруживать оптическое послесвечение гамма-всплесков, позволившее точно определить их координаты и отождествить с известными объектами. Оказалось, что вспышки происходят на гигантских расстояниях, в очень далеких галактиках. Поэтому мощность взрывов невероятно велика: если при вспышке энергия излучается изотропно, то светимость источника превышает  $10^{45}$  Вт (для сравнения — светимость квазаров около  $10^{40}$  Вт). До сих пор физический механизм гамма-всплесков остается загадочным. Наиболее популярная гипотеза связывает их со взрывами *гиперновых*.

**Ганна–Петерсона эффект.** При наличии в межгалактическом пространстве диффузного нейтрального газа, он должен поглощать излучение далеких галактик и квазаров. Наиболее явно это может проявиться в виде асимметрии спектра в области резонансной линии, например, линии водорода  $L_{\alpha}$ . В спектре квазаров это мощная линия излучения. Межгалактический газ, находящийся между квазаром и наблюдателем, имеет меньшее красное смещение, чем сам квазар (закон Хаббла), поэтому поглощение (точнее — рассеяние) света этим газом в линии  $L_{\alpha}$  создаст депрессию *континуума* с голубой стороны от линии излучения квазара. Это и есть эффект Ганна–Петерсона, который в 1965 г. независимо предсказали Gunn J. E. и Peterson B. A., Шкловский И. С., Scheuer P. A. G. Отсутствие асимметрии спектра в области линии  $L_{\alpha}$  у далеких квазаров (вплоть до  $z = 6$ ) говорит о том, что межгалактический газ в этой области либо практически отсутствует, либо полностью ионизован.

**Гелиометр** — телескоп, использовавшийся ранее для измерения диаметра Солнца и других протяженных объектов, а также углового разделения двойных звезд. Это рефрактор, объектив которого разрезан по диаметру на две половинки, способные взаимно перемещаться вдоль линии разреза. Наблюдатель видит в окуляр два изображения объекта, построенные каждой из частей



объектива. Наблюдатель перемещает половинки объектива до тех пор, пока один край диска Солнца (или один из компонентов двойной звезды) не совпадет с противоположным краем диска (со вторым компонентом пары). Измерив величину смещения половинок объектива и зная его фокусное расстояние, вычисляют угловой диаметр диска (или угол между компонентами звездной пары).

**Гелиопауза** — область столкновения солнечного ветра с межзвездным веществом. Поток солнечного ветра там резко замедляется и уплотняется в виде ударной волны. Этот пограничный слой удален от Солнца приблизительно на 100 а. е.

**Гелиосейсмология** — изучение внутреннего строения Солнца на основе измерения колебаний солнечной поверхности.

**Гелиостат** — плоское зеркало, вращаемое часовым механизмом для удержания отраженного солнечного луча в определенном направлении; аналог сидеростата, примененный для солнечного телескопа.

**Гелиосфера** — область вокруг Солнца, ограниченная *гелиопаузой*, заполненная солнечным ветром и окруженная межзвездной средой. Гелиосфера простирается, как минимум, вдвое дальше орбиты Плутона, но ее граница пока точно не установлена.

**Геоид** — эквипотенциальная поверхность, на море совпадающая со средним уровнем воды, а на континентах — с уровнем воды, который установился бы в сети каналов, соединяющихся с морем.

**Геосинхронная орбита** — орбита, на которой ИСЗ движется с периодом, кратным звездным суткам (23 ч 56 мин 4 с солнечного времени). В проекции на земную поверхность трасса такого спутника представляет замкнутую линию; при этом спутник периодически появляется над определенными точками земной поверхности в одно и то же местное время. Если период обращения равен одним суткам, а наклон орбиты  $0^\circ < i < 90^\circ$ , то трасса имеет вид восьмерки, сохраняющей свое положение в проекции на поверхность Земли (ИСЗ постоянно находится над некоторым районом земной поверхности, испытывая колебания по долготе и по широте в пределах наклона орбиты). Частным случаем геосинхронной орбиты является *геостационарная ор-*

**бита** — круговая экваториальная орбита с периодом в одни сутки. Двигаясь по ней в восточном направлении на высоте около 35 800 км от поверхности Земли, ИСЗ постоянно «висит» над одной точкой планеты. С такого спутника видна примерно 1/3 площади поверхности Земли. Из всех точек этой области геостационарный спутник всегда виден в фиксированном направлении, что позволяет в случае прямого телевизионного вещания принимать его сигналы неподвижной параболической антенной.

**Геоцентрическая система** — см. система мира Птолемея.

**Гиады** — рассеянное звездное скопление, расположенное близко к Солнцу (130 св. лет), содержащее 132 звезды ярче 9-й звездной величины и еще 259 более слабых возможных членов. Из-за близости к нам скопление имеет угловой диаметр 20 градусов. Основная его часть наблюдается в созвездии Тельца. На восточном краю Гиад расположена не относящаяся к ним яркая оранжевая звезда Альдебаран (альфа Тельца). По одному из мифов Гиады — дочери Атласа и Эфры, в таком случае они приходятся сводными сестрами Плеядам.

**Гигант** — звезда значительно большей светимости и размера, чем у большинства звезд того же спектрального класса. Большинство звезд принадлежит главной последовательности диаграммы Герцшпрунга–Рассела. А звезды-гиганты, уже покинувшие главную последовательность и движущиеся вдоль ветви гигантов, приближаются к концу своей эволюции, увеличивая при этом радиус и светимость. Особенно велико различие в размерах и светимостях между красными гигантами и красными карликами, населяющими нижнюю часть главной последовательности (спектральные классы К и М). Тогда как красные карлики в несколько раз меньше Солнца и светят в сотни раз слабее его, красные гиганты в десятки раз больше Солнца и светят в сотни раз сильнее. Звезды еще большей светимости и размера называют «сверхгигантами».

**Гипергигант** (англ. hypergiant) — звезда экстремально высокой светимости, имеющая абсолютную звездную величину  $M_V \approx -8,0^m \div -9,5^m$  (т. е. светимость в сотни тысяч раз выше солнечной). Прежде такие звезды называли «сверх-сверхгигантами». На диаграмме Герцшпрунга–Рассела их последовательность обозначена классом светимости Ia-0 (или Ia<sup>+</sup>). Примеры гипергигантов: Р Cyg (B1 Ia-0), Cyg OB2-#12 (B5 Ia-0), 6 Cas (A2,5

Ia-0),  $\rho$  Cas (G2 Ia-0). По своим свойствам они близки к ярким голубым переменным (LBV) звездам типа S Dog.

Гипергиганты — наиболее массивные звезды ( $\geq 25M_{\odot}$ ). Для них характерна переменность блеска и очень интенсивный звездный ветер. Например, у звезды  $\rho$  Cas при скорости ветра около 200 км/с поток газа достигает  $10^{-6}M_{\odot}/\text{год}$ . А у звезды IRC+10420: 50 км/с и  $5 \cdot 10^{-4}M_{\odot}/\text{год}$ . Столь плотный (и непрозрачный) звездный ветер может приводить к появлению холодной «псевдофотосферы»; при этом довольно горячая звезда может выглядеть как красный сверхгигант вплоть до спектрального класса М. Такие звезды в шутку называют «самозванцами диаграммы ГР». Их оптическая переменность, вероятно, в основном вызвана неоднородностью звездного ветра. В случае особо сильного потока вещества звезда окружает себя почти неподвижной и непрозрачной газо-пылевой оболочкой, как у  $\eta$  Car.

Светимость гипергигантов близка к модифицированному *эддингтоновскому пределу*. Эти звезды уже покинули главную последовательность; до конца эволюции им остается  $\sim 10^5$  лет. А полное время жизни таких звезд не превышает 3–5 млн лет. Гипергиганты — редчайшие звезды, в Галактике их известно всего несколько, хотя обнаруживаются они на очень больших расстояниях.

**Гиперновая** (англ. hypernova) — наиболее грандиозный тип взрыва массивной звезды, знаменующий рождение черной дыры и ответственный за космические гамма-всплески. Существование гиперновых пока является гипотезой. Оптические вспышки, связанные гамма-всплесками, выглядят значительно ярче обычных сверхновых. Поэтому либо энергия таких взрывов существенно превосходит энергию сверхновых, либо она излучается не изотропно, а направленно, в виде узкого луча, что не характерно для обычных сверхновых.

**Главная последовательность** — основная группировка звезд в виде диагональной полосы на диаграмме «спектральный класс–светимость» или «температура поверхности–светимость» (диаграмма Герцшпрунга–Рассела). Эта полоса проходит от ярких и горячих к тусклым и относительно холодным звездам. В ней концентрируется большинство звезд, поскольку соответствующие ей физические условия отвечают самому длительному этапу в их эволюции, на котором в ядре звезды протекают термоядерные реакции с участием водорода. Для большинства звезд главной последовательности выполняется соотношение между массой,

радиусом и светимостью:  $L \propto M^4 \propto R^5$ . Но у звезд малой и большой массы  $L \propto M^3$ , а у самых массивных  $L \propto M$ .

**Глобулы** — небольшие газо-пылевые межзвездные облака, содержащие преимущественно молекулярный водород при температуре 10–50 К. Обычно они видны как темные пятна на светлом фоне Млечного Пути, поскольку присутствующая в них пыль полностью поглощает свет лежащих за ними звезд и ярких туманностей.

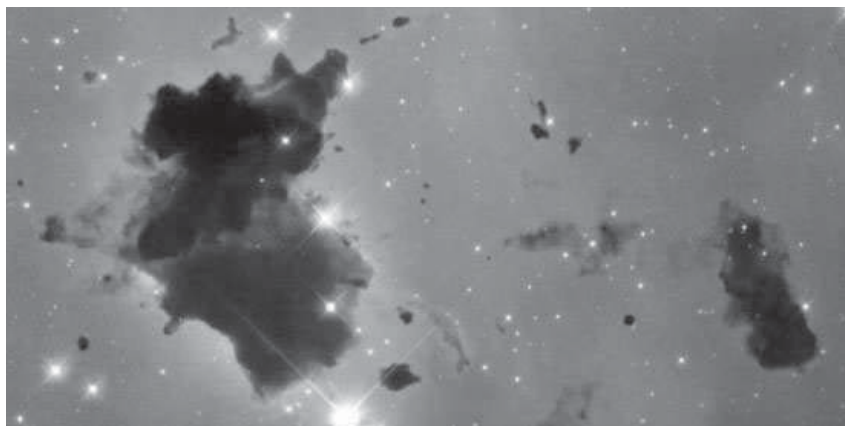


Рис. 6.13. Темные глобулы отчетливо выделяются на фоне звезд и светлой эмиссионной туманности IC 2944 в Кентавре. Крупная глобула слева, впервые обнаруженная южноафриканским астрономом А. Д. Теккереем в 1950 г., вероятно, состоит из двух отдельных облаков. Ее полный размер около парсека, а масса около 15 масс Солнца

**Глюон** — квант поля ядерных сил; частица, передающая сильное взаимодействие.

**Год, аномалистический** — время, необходимое Земле для одного оборота вокруг Солнца, который начинается и заканчивается в точке перигелия земной орбиты; равен 365,2596 сут.

**Год, Бесселев** (англ. Besselian year) — период одного полного оборота по прямому восхождению *среднего солнца*, определенный Саймоном Ньюкомом (1835–1909). Начало Бесселева года традиционно использовалось при указании начальной эпохи, что отмечается префиксом «В» и суффиксом «.0», например, В1950.0.

Начиная с 1984 г. стандартные эпохи связывают с началом не Бесселева, а юлианского года, например, J2000.0.

**Год, високосный** — год, содержащий 366 солнечных суток; устанавливается путем введения даты 29 февраля в те года, номера которых делятся на 4 (например, 1996 г. был високосный). Если же данным годом заканчивается столетие (например, 1800 г., 1900 г.), то високосным он считается лишь в том случае, если делится на 400 (так, 2000 г. високосный). Название «високосный» связано с тем, что в Древнем Риме в качестве добавочного 366-го дня года дублировался 6-й день мартовских календ (за 6 дней до 1 марта), называвшийся *bi-sextus*, т. е. второе шестое.

**Год, драконический** — интервал времени между двумя последовательными прохождениями Солнца через восходящий узел лунной орбиты на эклиптике; равен 346,620 сут.

**Год, сидерический, или звездный** — время, необходимое Земле для одного оборота вокруг Солнца, который начинается и заканчивается на линии, проведенной из центра Солнца в фиксированном направлении на небесной сфере; равен 365,2564 сут.

**Год, календарный** — интервал времени, близкий к *тропическому году*, но, из соображения удобства гражданского календаря, содержащий целое число суток. В юлианском и григорианском календарях используют два типа календарного года — простой (365 сут) и високосный (366 сут), которые чередуются по определенным правилам.

**Год, тропический** — интервал времени между двумя последовательными прохождениями Солнца через текущую точку весеннего равноденствия; равен 365,242190 сут. Тропический год длиннее Бесселева года на  $0,148^s T$ , где  $T$  — число столетий с B1900.0.

**Год, юлианский** — период в 365,25 суток, служащий основой юлианского календаря.

**Горизонт** — в просторечии, замкнутая вокруг наблюдателя линия, вдоль которой «земля встречается с небом». Астрономический (он же математический, или истинный) горизонт — это большой круг небесной сферы, равноудаленный от зенита

и надира наблюдателя. Плоскость математического горизонта перпендикулярна линии отвеса и служит основной плоскостью в **горизонтальной системе небесных координат**, в которой направление на светило задается азимутом (отсчитывается от точки юга к западу) и высотой (или зенитным расстоянием).

**Горизонт событий** — поверхность вокруг *черной дыры*. После пересечения этой поверхности падающим снаружи телом (или квантом) обратного пути для него уже нет.

**Гравитационная линза** — астрономическое явление, при котором изображение удаленного источника излучения (например, звезды, галактики или квазара) оказывается искаженным по той причине, что луч света между источником и наблюда-

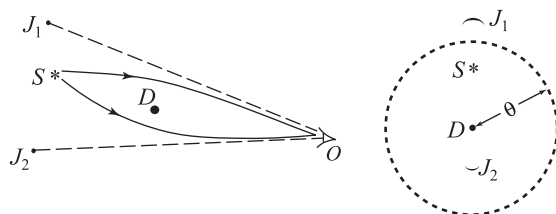


Рис. 6.14. Эффект гравитационной линзы.  $S$  — источник излучения,  $D$  — массивный объект (гравитационная линза),  $O$  — наблюдатель,  $J_1$  и  $J_2$  — изображения источника,  $\theta$  — радиус кольца Эйнштейна, которое представляет изображение точечного источника, лежащего точно на продолжении линии  $OD$

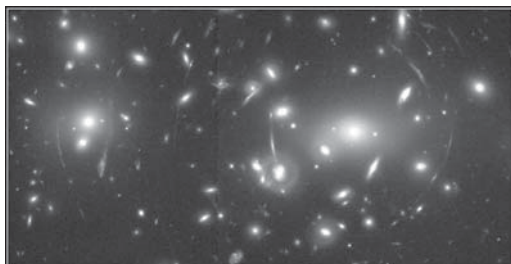


Рис. 6.15. Эффект гравитационной линзы, хорошо заметный в направлении скопления галактик Абель 2218 (Abell 2218). Роль гравитационной линзы играет масса всего скопления, а светлые дуги — это искаженное изображение яркой галактики, расположенной далеко за скоплением. Фото Космического телескопа «Хаббл»

телом проходит вблизи притягивающего тела, искривляющего путь светового потока (рис. 6.14 и 6.15). Если роль этого тела

играет галактика или скопление галактик, то говорят об эффекте «гравитационного линзирования». Если же притягивающим телом служит отдельная звезда, то говорят о «гравитационном микролинзировании».

**Гравитационная постоянная Гаусса** ( $k = 0,017\,202\,098\,95$ ) — константа, определяющая через 3-й закон Кеплера астрономическую систему единиц длины (*астрономическая единица*), массы ( $1M_{\odot}$ ) и времени (сутки). Размерность  $k^2$  такая же, как у ньютоновой гравитационной постоянной  $G$ :  $L^3M^{-1}T^{-2}$ .

**Гравитационный маневр** (или пертурбационный маневр) — существенное изменение орбиты пролетного космического аппарата (КА) под действием гравитационного поля планеты. Обычно гравитационный маневр используют для увеличения скорости КА (рис. 6.16). Чтобы добиться этого, КА при сближении должен двигаться более или менее навстречу планете, а удаляться приблизительно в направлении ее орбитального движения. В со-

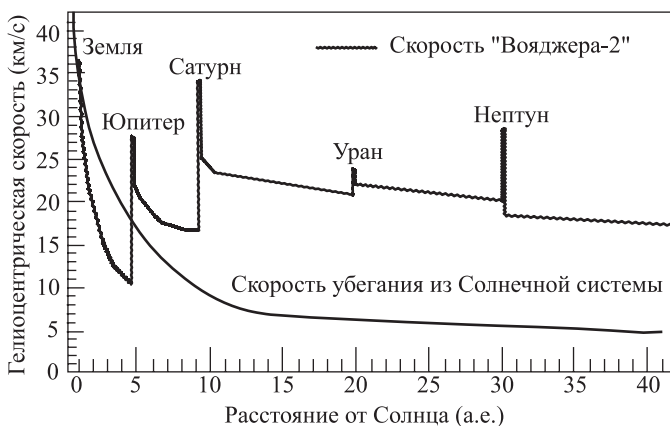


Рис. 6.16. Влияние гравитационных маневров на скорость зонда «Вояджер-2» при его пролетах вблизи планет-гигантов

временной космонавтике гравитационный маневр используется почти при всех межпланетных перелетах: как в режиме ускорения КА (при полетах к внешним планетам), так и в режиме торможения (например, при полетах к Меркурию). Примеры см. на [www.jpl.nasa.gov/basics/bsf4-1.htm#gravity](http://www.jpl.nasa.gov/basics/bsf4-1.htm#gravity).

**Гравитон** — квант гравитационного поля; частица, передающая гравитационное взаимодействие. Двигается со скоростью



света, обладает нулевой массой покоя и спином 2 (в ед.  $\hbar$ ). Экспериментально пока не обнаружен.

**Грануляция** — пятнистый вид спокойной солнечной фотосферы, вызванный тепловой конвекцией, т.е. всплыванием горячих газовых потоков (рис. 6.17). Внешне напоминает поверхность пчелиных сот; светлые гранулы размером около 1000 км разделены более темными границами, проходящими там, где охлажденный газ опускается вниз. При наблюдении с Земли гранулы имеют угловой размер 1–2'', поэтому их можно различить только в хороший телескоп и при благоприятных условиях видимости.

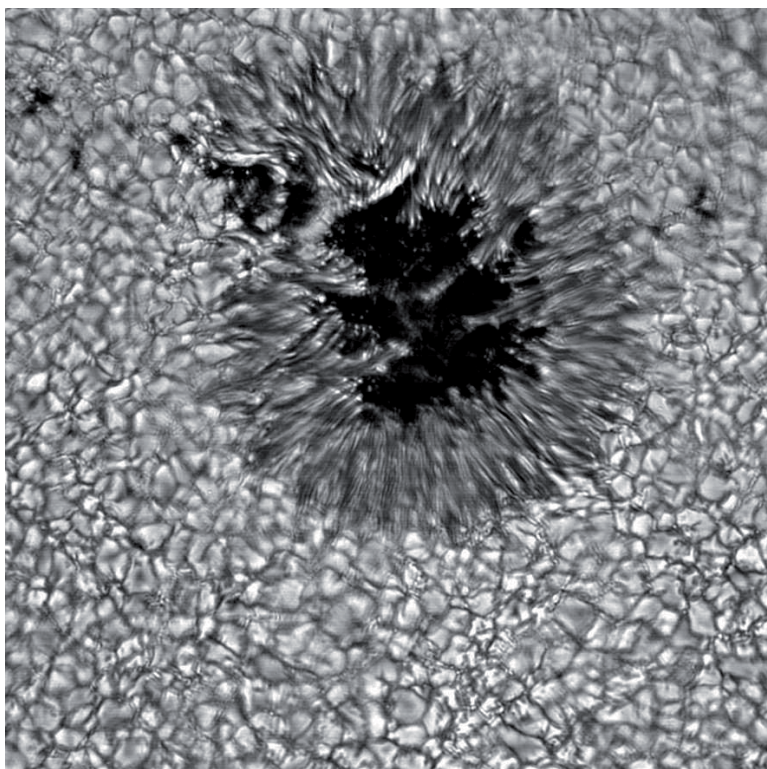


Рис. 6.17. Грануляция солнечной фотосферы вокруг небольшого пятна

**Греки и троянцы** — два семейства астероидов, движущихся приблизительно по орбите Юпитера на равном расстоянии от него и от Солнца; наиболее крупные из них носят имена героев Троянской войны. «Греки» (Одиссей, Аякс, Ахилл, Гектор и др.)

опережают Юпитер приблизительно на  $60^\circ$  орбитальной дуги, а «троянцы» (Приам, Эней, Патрокл, Троил и др.) отстают от планеты-гиганта на  $60^\circ$ . Такое движение, когда орбитальный период малого тела находится в простом соотношении с периодом крупного возмущающего тела, называют резонансным (см.: люки Кирквуда). Греки и троянцы демонстрируют простейший случай резонанса с Юпитером, имеющий соотношение периодов  $1 : 1$ . При этом они совершают устойчивое либрационное движение («покачивание») в довольно широкой окрестности точек Лагранжа  $L_4$  и  $L_5$ , отстоящих на равное расстояние от Юпитера и Солнца. Часто для краткости оба семейства вместе называют троянцами. Первый из них — астероид 588 Ахилл — был открыт в 1906 г., а к маю 2005 г. их было известно уже около 1770. Общее число троянцев на орбите Юпитера может достигать 2500. Хуже обстоят дела с открытием подобных семейств у других планет: несколько астероидов замечено вблизи лагранжевых точек Сатурна и Нептуна, и один или два в лагранжевых точках Марса. Существуют и спутники-троянцы: в системе Сатурна они сопровождают на орбите более крупные спутники.

**Двойная звезда** — две звезды, видимые на небе очень близко друг к другу или даже неразличимые по отдельности. Если звезды действительно расположены рядом и связаны силой тяготения, то это **физическая двойная** (см.: двойная система), а если видны рядом в результате случайной проекции — то **оптическая двойная**.

**Двойная система** — система из двух звезд, обращающихся по орбитам вокруг общего центра массы. Такие системы бывают нескольких типов: у **визуальных двойных** оба компонента видны по отдельности; **спектральные двойные** обнаруживают по периодическому доплеровскому смещению линий в их спектре; **астрометрические двойные** проявляют себя периодическими колебаниями в собственном движении видимого компонента. Если Земля лежит в плоскости орбиты двойной звезды, то ее компоненты периодически затмевают друг друга, такие системы называют **затменными двойными**; их обнаруживают по периодическому ослаблению блеска в моменты затмений (см.: *затменно-переменные звезды*). Более яркую звезду двойной системы обычно называют **главным компонентом системы**, а более слабую — **вторичным компонентом** или **спутником**. Системы из трех и более звезд (но не больше нескольких десятков) называют **кратными звездами**.

**День астронома** — неформальный праздник, введенный в 1973 г. группой американских астрономов-любителей под руководством Дугласа Бергера. Этот праздник отмечается ежегодно в субботу, попадающую во временной интервал с середины апреля до середины мая, и ближайшую ко дню, когда Луна видна в фазе первой четверти. Очередные Дни астронома будут отмечаться 10 мая 2008 г., 2 мая 2009 г., 24 апреля 2010 г.

**Диаграмма Герцшпрунга–Рассела** (устар. ...–Рессела) — диаграмма, показывающая связь между цветом (или спектральным классом) и светимостью звезд различного типа (рис. 6.18).

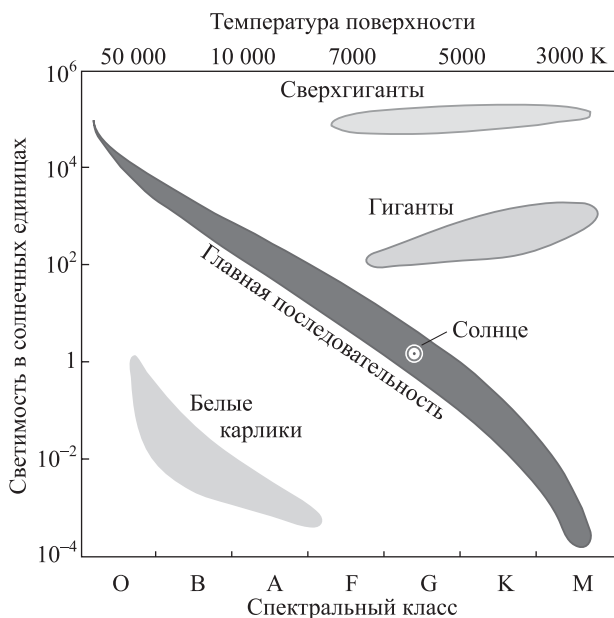


Рис. 6.18. Основные группы звезд на диаграмме Герцшпрунга–Рассела

**Диапазоны спектра электромагнитного излучения** — условное деление шкалы электромагнитных волн. Основные диапазоны представлены в табл. 6.6.

Инфракрасный диапазон обычно подразделяют на ближний инфракрасный диапазон (от 700 нм до 5–40 мкм) и дальний инфракрасный диапазон (от 5–40 мкм до 100 мкм). Ультрафиолетовый диапазон также подразделяют на ближний (200–350 нм) и дальний (1–200 нм). В обоих случаях «ближний» означает сосед-

Таблица 6.6. Основные диапазоны спектра электромагнитного излучения

Диапазон	Длина волны	Частота (Гц)
Гамма-лучи	0–0,01 нм	$\infty$ – $3 \cdot 10^{19}$
Рентгеновские лучи	0,01–1 нм	$3 \cdot 10^{19}$ – $3 \cdot 10^{17}$
Ультрафиолетовые лучи	1–350 нм	$3 \cdot 10^{17}$ – $8,6 \cdot 10^{14}$
Видимый свет	350–700 нм	$8,6 \cdot 10^{14}$ – $4,3 \cdot 10^{14}$
Инфракрасное излучение	700 нм–100 мкм	$4,3 \cdot 10^{14}$ – $3 \cdot 10^{12}$
Микроволновое излучение	100 мкм–10 мм	$3 \cdot 10^{12}$ – $3 \cdot 10^{10}$
Радиоволны	10 мм– $\infty$	$3 \cdot 10^{10}$ –0

ство с оптическим диапазоном. Часто как отдельный указывают субмиллиметровый диапазон (от 0,3 до 1 мм; частота от  $3 \cdot 10^{11}$  до  $10^{12}$  Гц).

**Диапазоны частот, выделенные для радиоастрономии** — интервалы частот в радиодиапазоне, частично или полностью зарезервированные международными соглашениями для проведения астрономических исследований.

Предполагается, что в них должна соблюдаться радиотишина.

Таблица 6.7. Диапазоны, отведенные для радиоастрономии

37,5–38,25 МГц	14,47–14,5 ГГц
73–74,6 МГц	15,35–15,4 ГГц
150,05–153 МГц	22,21–22,5 ГГц
322–328,6 МГц	23,6–24 ГГц
406,1–410 МГц	31,1–31,8 ГГц
608–614 МГц	42,5–43,5 ГГц
1400–1427 МГц	86–92 ГГц
1660–1670 МГц	105–116 ГГц
2655–2700 МГц	182–185 ГГц
4800–5000 МГц	217–231 ГГц
10,6–10,7 ГГц	265–267 ГГц

**Динамический диапазон** — отношение максимального регистрируемого детектором сигнала к минимальному. Минимальный сигнал (чувствительность прибора) обычно ограничивается собственным шумом системы, максимальный — переполнением. Для фотоэмюльсии динамический диапазон составляет около 1000, а для ПЗС достигает 300 000 (определяется отношением мак-

симальной емкости *пикселя* к шуму считывания при нулевой экспозиции).

**Диск, аккреционный** — диск из горячего газа, вращающийся вокруг звезды в тесной двойной системе или вокруг массивного центрального объекта в ядре галактики. Образуется при аккреции вещества соседней звезды или межзвездного вещества галактики.

**Диск галактики** — плоская звездно-газовая подсистема вращающейся галактики. В диске сосредоточен почти весь межзвездный газ и молодые звезды. Их движение происходит весьма упорядоченно: они обращаются вокруг центра галактики по почти круговым орбитам, лежащим в одной плоскости. Диск галактики имеет высокую плотность по сравнению с окружающей его сферической составляющей галактики (корона, гало, балдж), населенной хаотически движущимися старыми звездами. В дисках галактик часто наблюдаются спиральные волны («рукава»), расходящиеся от центра галактики к периферии; в них особенно высока плотность межзвездного газа и молодых звезд.

**Диск, протопланетный** — газо-пылевой диск, вращающийся вокруг молодой звезды и содержащий остатки протозвездного вещества. В том случае, если звезда не разрушает этот диск до конца, в нем формируются небольшие протопланетные тела, часть из которых затем объединяется в крупные планеты и их спутники, а другая часть остается в виде астероидов и ядер комет.

**Дисперсия света** — разложение сложного света при помощи стеклянной призмы или дифракционной решетки на отдельные цветные лучи, идущие в разных направлениях и образующие на экране спектр. Например, при разложении белого света его спектр представляет цветную полосу с постепенным переходом цветов от красного до фиолетового.

**Дисторсия** (лат. *distorsio*, искривление) — аберрация оптической системы, нарушающая геометрическое подобие между объектом и его изображением. Обусловлена неодинаковостью линейного оптического увеличения на разных участках изображения. Различают подушкообразную, или положительную, дисторсию и бочкообразную, или отрицательную (рис. 6.19).

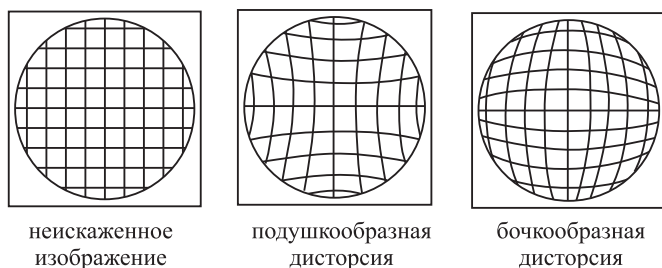


Рис. 6.19. Дисторсия объектива

**Дифракция света** — отклонение лучей, прошедших вблизи края экрана, или сквозь малое отверстие, или сквозь узкую щель. Роль отверстия играет и объектив телескопа. Степень отклонения лучей возрастает с увеличением длины волны излучения ( $\lambda$ ) и уменьшением размера отверстия (например, диаметра объектива  $D$ ). Дифракция ограничивает четкость изображений, даваемых оптическими приборами; по этой причине с помощью идеально изготовленного объектива обычно не удастся различить детали объекта угловым размером менее  $1,22\lambda/D$ . Этот предел называют дифракционной разрешающей способностью (или угловым разрешением) объектива. См. *разрешающая сила*.

**Долгота, галактическая** — одна из координат в галактической системе; угол, измеряемый вдоль галактического экватора к востоку, от точки, обозначающей галактический центр, до меридиана, проходящего через небесное светило и галактические полюса.

**Долгота, географическая** — угол с вершиной в центре Земли между точками, в которых Гринвичский меридиан и меридиан данной области пересекают экватор.

**Долгота, эклиптическая** — одна из координат в эклиптической системе; угол, измеряемый вдоль эклиптики в сторону движения Солнца по эклиптике, между точкой весеннего равноденствия и меридианом, проходящим через небесное светило и полюса эклиптики.

**Единая теория поля** — любая теория, описывающая все четыре типа взаимодействий (электромагнитное, сильное, слабое и гравитационное) и все типы материи в рамках единого универсального формализма.

**Закон Хаббла** — связь между расстоянием до галактики ( $D$ ) и ее лучевой скоростью ( $V_r$ ), открытая американским астрономом Э. Хабблом в 1929 г.:  $V_r = H_0 D$ , где  $H_0$  — постоянная Хаббла, значение которой определяется из наблюдений пока не очень точно:  $H_0 = 70 \pm 5$  км/с/Мпк). Часто закон Хаббла называют «законом расширения Вселенной», но это не означает, что по такому закону расширяются все без исключения предметы или космические системы. Напротив, связанные физическими силами тела (планеты, звезды, и т. п.) или их системы (Солнечная система, Галактика, скопления галактик) не расширяются по закону Хаббла. Даже свободно разлетающиеся друг от друга галактики и их скопления под действием гравитационного притяжения друг к другу стремятся снизить скорость взаимного удаления. А влияние «антигравитации», наличие которой обсуждается в современной космологии, должно ускорять разлет галактик (некоторые наблюдения указывают на это). Увеличение взаимного расстояния и изменение скорости разлета галактик приводит к тому, что со временем изменяется значение постоянной Хаббла, поэтому ее нельзя считать мировой константой, неизменной во все эпохи (как, например, постоянная тяготения, заряд и масса электрона, и т. п.) и правильнее было бы называть *параметром Хаббла*. Значение этой величины, измеренное в нынешнюю эпоху, отмечают индексом «ноль» у величины  $H_0$ . Универсальность же закона Хаббла состоит в том, что он одинаково справедлив для наблюдателя, расположенного в любой из галактик и проводящего измерения в любом направлении; т. е. этот закон указывает, что расширение Вселенной происходит однородно и изотропно.

**Законы Кеплера** — три закона движения планет вокруг Солнца, выведенные И. Кеплером в 1609–1619 гг. на основании многолетних наблюдений за положением планет, сделанных Тихо Браге в конце XVI в. Кеплер нашел, что: 1) планета движется по эллипсу, в фокусе которого расположено Солнце (1609 г.); 2) скорость планеты меняется так, что ее радиус-вектор (прямая, соединяющая планету с Солнцем) за равные промежутки времени описывает равные площади (1609 г.); 3) кубы средних расстояний планет от Солнца пропорциональны квадратам периодов их обращения вокруг Солнца (1619 г.). Позже, на основании законов механики и всемирного тяготения И. Ньютон дал объяснение законам Кеплера и уточнил их для движения только двух тел под действием взаимного притяжения: 1) орбитами могут быть не только эллипс, но и другие конические



сечения — гипербола и парабола; 2) плоскость орбиты неизменна в пространстве; 3) отношение куба среднего расстояния между телами к квадрату периода их взаимного обращения пропорционально сумме масс этих тел. Если в системе более двух тел, то формально эти законы становятся неверными. Однако, если масса одного из тел подавляюще велика (в Солнечной системе это Солнце), то законы Кеплера, уточненные Ньютоном, весьма точно описывают истинное движение тел.

**Затмение** — ситуация, когда три небесных тела располагаются на одной прямой. При этом наблюдатель, находящийся на одном из этих тел, может видеть, как другие два тела совмещаются в проекции — одно закрывает собой другое (см.: покрытие), либо как тень одного из тел ложится на другое (в том случае, если третье тело светящееся). Наиболее известны солнечные и лунные затмения. Наблюдаются также затмения в системах спутников планет-гигантов.

Луна закрывает от нас Солнце в моменты солнечных затмений. Если диск Луны полностью закрывает диск Солнца, то это полное затмение. Если Луна закрывает лишь часть солнечного диска, потому что их центры видны на некотором расстоянии друг от друга, то это частное затмение. Если же в момент, когда центры дисков Луны и Солнца совместились, тонкий ободок солнечного диска оказался незакрытым (поскольку в этот момент угловой диаметр Луны меньше, чем Солнца), то такое затмение называют кольцеобразным.

В моменты лунных затмений земная тень ложится на Луну. Лунные затмения тоже бывают полные и частные в зависимости от того, покрывает тень весь лунный диск или его часть. Если земная тень не касается лунного диска, но проходит вблизи него, происходит полутеневое лунное затмение. В этот момент для наблюдателя на Луне Земля закрывает собой часть солнечного диска; говорят, что на Луну ложится «полутень» Земли. Если же земная полутень покрывает лишь часть Луны, то это частное полутеневое лунное затмение (заметить его глазом весьма сложно).

**Затменная двойная** — см.: двойная система, затменные переменные звезды.

**Затменные переменные звезды** — двойные звезды, плоскости орбит которых наклонены под малым углом к лучу зрения наблюдателя, что создает условия для взаимных покрытий

звезд. В моменты покрытий, когда одна из звезд загораживает собой от наблюдателя другую, он видит уменьшение суммарной яркости звезд. Наблюдая изменение яркости со временем (т. е. построив кривую блеска) и измерив по смещению спектральных линий орбитальную скорость звезд, можно определить их массы, радиусы, температуры поверхности и другие параметры. Первую и наиболее яркую из затменных переменных звезд — Алголь ( $\beta$  Персея) — открыл английский астроном Джон Гудрайк в 1782 г. (рис. 6.20).

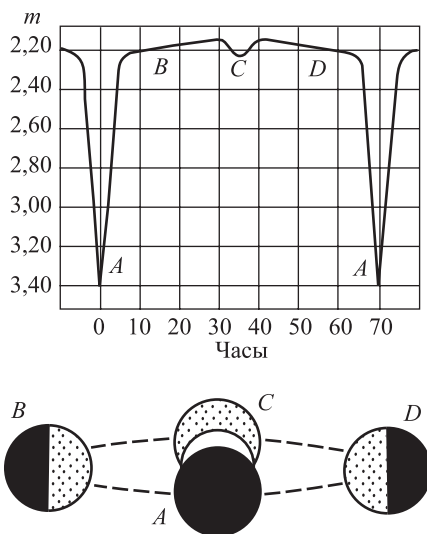


Рис. 6.20. Кривая блеска затменной переменной звезды Алголь ( $\beta$  Персея). Указан блеск в звездных величинах и время от середины главного затмения. Внизу — схема, показывающая четыре характерных положения более темного спутника относительно яркого главного компонента. Хорошо заметен эффект отражения: он проявляется в том, что в промежутках между затмениями блеск не остается постоянным, поскольку изменяется видимая доля более теплого полушария спутника, обращенного к яркому компоненту

**Заход** — момент времени, когда объект скрывается за линией горизонта. В астрономических ежегодниках моменты восхода и захода Солнца и Луны публикуют для верхней точки видимого диска с учетом атмосферной рефракции (см. *восход*).

**Звезда** — небесное тело, светимость которого поддерживается протекающими в его недрах термоядерными реакциями.

В стационарном состоянии этому условию отвечают объекты с массой более 0,07–0,08 масс Солнца.

**Звездная величина** — безразмерная физическая величина, характеризующая освещенность, создаваемую небесным объектом вблизи наблюдателя. Субъективно ее значение воспринимается как блеск (у точечных источников) или яркость (у протяженных). При этом блеск одного источника указывают путем его сравнения с блеском другого, принятого за эталон. Такими эталонами обычно служат специально подобранные непременные звезды. Звездную величину сначала ввели как указатель видимого блеска оптических звезд, но позже распространили и на другие диапазоны излучения: ИК-, УФ-. Шкала звездных величин логарифмическая, как и шкала децибеллов. В шкале звездных величин разность на 5 единиц соответствует 100-кратному различию в потоках света от измеряемого и эталонного источников. Таким образом, разность на 1 звездную величину соответствует отношению потоков света в  $\sqrt[5]{100} = 2,512 \dots$  раза. Обозначают звездную величину латинской буквой « $m$ » (от лат. *magnitudo*, величина) в виде верхнего индекса справа от числа. Направление шкалы звездных величин обратное, т. е. чем больше значение, тем слабее блеск объекта. Например, звезда 2-й звездной величины ( $2^m$ ) в 2,512 раза ярче звезды 3-й величины ( $3^m$ ) и в  $2,512 \times 2,512 = 6,310$  раза ярче звезды 4-й величины ( $4^m$ ).

**Видимая звездная величина** ( $m$ ), или просто — «звездная величина», указывает поток излучения вблизи наблюдателя, т. е. наблюдаемую яркость небесного источника, которая зависит не только от реальной мощности излучения объекта, но и от расстояния до него. Шкала видимых величин ведет начало от звездного каталога Гиппарха (до 161–около 126 до н. э.), в котором все видимые глазом звезды впервые были разбиты на 6 классов по яркости. У звезд Ковша Бол. Медведицы блеск около  $2^m$ , у Веги около  $0^m$ . У особо ярких светил значение видимой звездной величины отрицательно: у Сириуса около  $-1,5^m$  (т. е. поток света от него в 4 раза больше, чем от Веги), а блеск Венеры в некоторые моменты почти достигает  $-5^m$  (т. е. поток света почти в 100 раз больше, чем от Веги). Подчеркнем, что видимая звездная величина может быть измерена как невооруженным глазом, так и с помощью телескопа; как в визуальном диапазоне спектра, так и в других (фотографическом, УФ-, ИК-). Таким образом, в этом термине «видимая» (англ. *apparent*) означает «наблюдаемая», «кажущаяся» и не имеет отношения конкретно

к человеческому глазу (см.: визуальная звездная величина). Для удобства сравнения измерений, проведенных на разных обсерваториях при разных зенитных расстояниях звезд, публикуемые в статьях и каталогах значения видимой звездной величины обычно исправлены за поглощение в атмосфере («вынесены за атмосферу»).

**Абсолютная звездная величина** указывает, какую видимую звездную величину имело бы светило в том случае, если бы расстояние до него составляло 10 пк и при этом отсутствовало бы межзвездное поглощение света. Таким образом, абсолютная звездная величина, в отличие от видимой, позволяет сравнивать истинные светимости небесных объектов (в заданном диапазоне спектра).

Что касается спектральных диапазонов, то существует множество систем звездных величин, различающихся выбором конкретного диапазона измерения. При наблюдении глазом (невооруженным или через телескоп) измеряется **визуальная звездная величина** ( $m_V$ ). По изображению звезды на обычной фотопластинке, полученному без дополнительных светофильтров, измеряется **фотографическая звездная величина** ( $m_P$ ). Поскольку фотоэмульсия чувствительна к синим лучам и нечувствительна к красным, на фотопластинке более яркими (чем это кажется глазу) получаются голубые звезды. Однако и с помощью фотопластинки, используя ортохроматическую эмульсию и желтый светофильтр, получают так называемую фотовизуальную шкалу звездных величин ( $m_{PV}$ ), которая практически совпадает с визуальной.

Сопоставляя яркости источника, измеренные в различных диапазонах спектра, можно узнать его цвет, оценить температуру поверхности (если это звезда) или альбедо (если планета), определить степень межзвездного поглощения света и другие важные характеристики. Поэтому разработаны стандартные фотометрические системы, содержащие от двух до дюжины и более спектральных диапазонов, в основном определяемых подбором светофильтров. Наиболее популярна трехцветная система *UBV*: ультрафиолетовый (Ultraviolet), синий (Blue) и желтый (Visual). При этом желтый диапазон очень близок к фотовизуальному ( $B \approx m_{PV}$ ), а синий — к фотографическому ( $B \approx m_P$ ). При записи значений звездных величин в определенных диапазонах («фильтрах») обычно используют такую форму:  $m_P = 5$ ,  $V = 11$ ,  $U = 7,8$  и т. п., не употребляя при цифре верхнего индекса  $m$  (поскольку и так ясно, о каких единицах идет речь). (См.: Фотометрическая система.)

Кроме спектрально-чувствительных приемников существуют болометры — интегральные приемники излучения. Поток излучения, просуммированный по всем диапазонам спектра, дает **болометрическую звездную величину** ( $m_b$  или  $m_{bol}$ ) и позволяет (если известно расстояние до источника и степень межзвездного поглощения) вычислить светимость объекта. Знание видимой болометрической величины позволяет вычислить приходящий от источника поток энергии:

$$f = 2,5 \cdot 10^{-8} \cdot 10^{-0,4m_b} \text{ Вт/м}^2.$$

Вычисленное (через расстояние и поглощение) значение абсолютной болометрической величины ( $M_b$  или  $M_{bol}$ ) легко перевести в светимость (т. е. мощность излучения) звезды:

$$L = 3,0 \cdot 10^{28} \cdot 10^{-0,4M_b} \text{ Вт}.$$

Для Солнца  $m_b = -26,83$  и  $M_b = 4,74$ . Это соответствует светимости Солнца  $L_{\odot} = 3,85 \cdot 10^{26}$  Вт и потоку его излучения у Земли  $f_{\odot} = 1369$  Вт/м<sup>2</sup>.

**Звездные сутки** — промежуток времени между двумя последовательными верхними кульминациями точки весеннего равноденствия. Продолжительность звездных суток составляет 23 ч 56 мин 4,1 с. Поскольку звездные сутки короче солнечных на 3 мин 55,9 с, звездные часы в течение солнечных суток опережают обычные часы на 3 мин 56,5 с. Различие в продолжительности солнечных и звездных суток обязано годичному обороту Солнца на фоне звезд, наблюдаемому вследствие орбитального движения Земли. Из-за прецессии звездные сутки приблизительно на 0,01 с короче суточного периода вращения Земли.

**Звездный ветер** — постоянное истечение газа из атмосферы звезды. Скорость истечения обычно близка к второй космической скорости на поверхности звезды, т. е. заключена в пределах от 30–50 км/с для красных гигантов до 1000 км/с для массивных звезд спектрального класса О. Поток вещества, теряемого светилом в виде звездного ветра, может достигать  $10^{-5} M_{\odot}/\text{год}$  (у массивных звезд типа Вольфа–Райе), но у нормальных звезд он значительно меньше; например, поток *солнечного ветра* всего около  $10^{-14} M_{\odot}/\text{год}$ , а его скорость в окрестности Земли около 400 км/с.

**Звездный интерферометр Майкельсона** — оптический интерферометр, с помощью которого А. Майкельсон (1852–1931)

в начале XX в. измерил угловые диаметры нескольких звезд. В интерферометре использованы два подвижных плоских зеркала, укрепленные на концах фермы длиной 6 м, которая устанавливалась на верхнем конце трубы 2,5-м телескопа обсерватории Маунт Вилсон. Свет звезды, отраженный этими зеркалами, с помощью двух дополнительных зеркал в центре фермы направлялся в телескоп, создавая в фокусе интерференционную картину. Меняя расстояние между крайними зеркалами, определяли базу, при которой полосы в интерференционной картине исчезали; исходя из этого, вычисляли угловой диаметр звезды. В 1989 г. на обсерватории Маунт Вилсон Ч. Таунс создал подобный прибор для измерений в близком ИК-диапазоне.

**Зеленый луч**, или зеленая вспышка — зеленоватый ободок, наблюдаемый иногда над верхним краем солнечного диска в момент его восхода или захода за горизонт. Возникает из-за того, что преломление лучей света в атмосфере Земли (*рефракция*) сильнее приподнимает над горизонтом коротковолновые — зеленые и голубые лучи Солнца; но голубые лучи рассеиваются в атмосфере, и мы видим только зеленое изображение светила, когда все прочие уже скрылись за горизонтом.

**Зенит** — точка небесной сферы, расположенная вертикально над наблюдателем.

**Зенитное расстояние** — угловое расстояние на небесной сфере между направлением на зенит и направлением на данное светило. В горизонтальной системе координат одной из координат светила служит азимут, а второй — высота либо зенитное расстояние (их сумма составляет  $90^\circ$ ).

**Знак зодиака** (англ. astrological sign или sun sign) — в исходном виде, графический знак, обозначающий одно из 12 канонических зодиакальных созвездий. У астрологов, один из 12 секторов (по  $30^\circ$  каждый), на который разбита эклиптика, начиная с текущей точки весеннего равноденствия. Астрологические знаки зодиака носят названия тех зодиакальных созвездий, которые находились в них около 2000 лет назад.

**Зодиак** — зона на небе шириной по 9 градусов в обе стороны от эклиптики, содержащая видимые пути Солнца, Луны и планет. Она проходит через 13 созвездий и делится на 12 знаков зодиака.

**Зодиакальный свет** — слабое сияние, протянувшееся вдоль эклиптики. Лучше всего его видно сразу после окончания (или непосредственно перед началом) астрономических сумерек в той части неба, где зашло (или восходит) солнце. Это сияние возникает из-за рассеяния солнечного света на межпланетной пыли, сконцентрированной в плоскости Солнечной системы.

**Зрачок** — в оптических системах, мнимое изображение апертуры. В микроскопе и телескопе апертурой служит объектив, а его изображение — выходным зрачком, который размещается у глаза. Весь падающий на объектив свет проходит через выходной зрачок, поэтому важно, чтобы он не превышал по диаметру зрачок глаза и не понижал тем самым светосилу прибора.

**Избыток цвета** — разность между наблюдаемым показателем цвета звезды и нормальным, свойственным ее спектральному классу. Служит мерой покраснения звездного света в результате рассеяния ее голубых лучей межзвездной пылью.

**Интерферометр интенсивностей** — прибор для измерения угловых диаметров звезд. Содержит два разнесенных детектора (телескопы с фотометрами). Используется зависимость величины корреляции двух фотонных потоков от углового размера источника и от расстояния (базы) между детекторами. Крупнейший интерферометр интенсивностей был построен группой Хэнбюри Брауна в пустыне в Наррабри (Австралия) и работал в 1965–72 гг. Его два мозаичных зеркала диаметром 6,6 м перемещались по кольцу диаметром около 200 м. С помощью этого прибора были измерены угловые диаметры около 40 звезд ярче  $2,5^m$ , причем наименьший составил  $0,00042''$ .

**Инфляция**, (также *теория инфляции* или *инфляционная космология*) — модификация стандартной космологической модели Большого взрыва, предполагающая, что на самом раннем этапе своей эволюции ( $10^{-43}$ – $10^{-37}$  с) Вселенная претерпела колоссальное расширение, которое привело к экспоненциальному росту всех масштабов. Это предположение позволяет разрешить некоторые парадоксы классической космологии: почему Вселенная плоская (т. е. ее пространство евклидово), почему в больших масштабах она однородна и изотропна, почему в ней все же были малые неоднородности, приведшие к рождению галактик, и т. п.



**Инфлатон**, (встречается также *инфлантон* или *инфлятон*) — гипотетическое скалярное поле, существование которого предполагается в теории *инфляции*. Считается, что в первые мгновения эволюции Вселенной фазовый переход инфлатона в состояние с более низкой потенциальной энергией вызвал ускоренное «раздувание» (инфляцию) пространства.

**Ионизованный газ**, или плазма — газ, состоящий из ионов и свободных электронов, присутствие которых обеспечивает высокую электропроводность плазмы и ее сильное взаимодействие с магнитным полем. Космическое вещество в основном находится в состоянии плазмы, поскольку из нее, практически, целиком состоят звезды и, в значительной степени, межзвездная среда.

**Ионосфера** — внешние разреженные слои атмосферы планеты, ионизованные ультрафиолетовым и рентгеновским излучением Солнца, а также космическими лучами в основном солнечного происхождения.

**Искусственная звезда** (artificial guide star) — возбужденное лучом лазера свечение небольшого участка верхних слоев земной атмосферы, которое используется как опорная звезда при работе адаптивной оптической системы наземного телескопа. Как правило, для возбуждения используется лазер непрерывного действия с выходной мощностью в несколько ваттов, настроенный на частоту резонансной линии натрия (например,  $D_2$  Na). Его луч фокусируется в атмосфере на высоте около 90 км в пятнышко размером около 1 м; там присутствует естественный слой, обогащенный натрием, его свечение как раз и возбуждается лазерным лучом. С поверхности Земли это свечение воспринимается как звезда 9–10 звездной величины.

**Канадский бальзам** — клейкая прозрачная жидкость, получаемая из смолы канадского кедра. Используется для склеивания оптических деталей, например линз в сложном объективе.

**Календарь** — система счисления длительных промежутков времени, основой которой служит периодическое движение небесных светил.

**Калибровка** — настройка прибора путем измерения объекта с известными параметрами.

**Карлик** — звезда главной последовательности.

**Карликовая галактика** — галактика с массой, размером и светимостью значительно ниже средних. Часто карликовые галактики являются спутниками нормальных и гигантских галактик.

**Карликовая новая** — новоподобная звезда, светимость которой при вспышке за несколько часов возрастает примерно в 100 раз и сохраняется в этом состоянии несколько суток. Причиной такой относительно слабой вспышки считается не термоядерный взрыв, как у нормальных новых, а нерегулярность аккреции вещества соседней звезды на белый карлик. Возможно, звезда теряет вещество порциями, а может быть, газ накапливается в аккреционном диске, а затем порциями попадает на поверхность белого карлика.

**Качество изображения** — степень ухудшения изображения астрономического объекта под влиянием земной атмосферы. Флуктуации плотности воздуха вызывают *мерцания* изображений звезд и размытие тонких деталей в изображениях протяженных источников. Для оценки качества изображения используется *шкала Антониади*.

**Квадратный градус**,  $\square^\circ$  — единица площади на небесной сфере, эквивалентная области с угловым размером  $1 \times 1^\circ$ .

**Квадратура** — такое положение Луны или планеты, при котором ее эклиптическая долгота отличается от долготы Солнца на  $90^\circ$ .

**Квазар** — от англ. quasag — QUASi stellAr Galaxy; объект, подобный *квасару*, но не обладающий заметным радиоизлучением. Квазаги открыты А. Сэндиджем в 1965 г.

**Квазар** (англ. quasar) — QUASi stellAR radio source, т. е. похожий на звезду радиоисточник. Это класс внегалактических объектов, отличающихся очень высокой светимостью и настолько малым угловым размером, что в течение нескольких лет после открытия их не удавалось отличить от точечных источников — «звезд». Впервые квазары обнаружили в 1960 г. как радиоисточники, совпадающие в оптическом диапазоне со слабыми звездобразными объектами. В 1963 г. голландский астроном Маартен Шмидт (работающий в США) доказал, что линии в их спектрах сильно смещены в красную сторону. Принимая, что

это красное смещение вызвано эффектом Доплера, возникшего в результате удаления квазаров, до них определили расстояние по закону Хаббла. Квазары оказались самыми далекими объектами Вселенной, доступными для наблюдения. Позже обнаружили подобные объекты без мощного радиоизлучения — квазаги. Как обобщающий был принят термин «квазизвездный объект» (quasi-stellar objects, QSO), но чаще говорят просто «квазар».

Обнаружено уже более 5000 квазаров. Ближайший из них и наиболее яркий (3С 273) имеет блеск около  $13^m$  и красное смещение  $z = 0,158$  (что соответствует расстоянию около 2 млрд световых лет). Самые далекие квазары, благодаря своей гигантской светимости, превосходящей в сотни раз светимость нормальных галактик, видны на расстоянии более 10 млрд св. лет. Изучая ближайшие квазары, удалось определить, что они располагаются в ядрах крупных галактик; вероятно, это характерно и для остальных квазаров. Нерегулярная переменность блеска квазаров указывает, что область генерации их излучения имеет малый размер, сравнимый с размером Солнечной системы. В этом и заключается главная загадка квазаров: какой физический процесс обеспечивает выделение гигантской энергии в столь малой области?

**Квантовая гравитация** — теория, объединяющая квантовую механику и общую теорию относительности (возможно, с изменениями). Примером теории квантовой гравитации служит теория струн.

**Квантовая хромодинамика (КХД)** — релятивистская квантовая теория поля, описывающая сильное взаимодействие и свойства кварков.

**Квантовая электродинамика (КЭД)** — релятивистская квантовая теория поля, описывающая электроны и электромагнитное взаимодействие.

**Квантовая эффективность**, или *квантовый выход* (quantum efficiency, QE) — мера эффективности детектора, равная отношению числа зарегистрированных фотонов к числу фотонов, упавших на детектор. Значение квантовой эффективности фотографических эмульсий около 1–3 %, глаза — около 5 %, ПЗС — до 90 % (Эклз М. и др. Детекторы слабого излучения в астрономии. — М.: Мир, 1986).

**Квантово-механическое туннелирование** — способность атомарных объектов проходить сквозь препятствия, которые, с точки зрения классической физики, являются непреодолимыми.

**Кварк** — частица вещества, участвующая в сильных взаимодействиях. Есть шесть разновидностей кварков (u, d, s, c, b, t), и каждый из них имеет три «цвета» (красный, зеленый, синий).

**Кентавры** — класс малых тел Солнечной системы, движущихся между орбитами Юпитера и Нептуна. Первое из них обнаружил 18 октября 1977 г. Чарлз Коуэл (Ch. Kowal) на фотопластинках, полученных на 1,2-м камере Шмидта Паломарской обсерватории (США). Объект получил обозначение 1977 UB и, как астероиду, ему дали очередной номер 2060. Однако уверенности в том, что это именно астероид, не было, поскольку на таком большом расстоянии от Солнца даже ледяные ядра комет не испускают газ. Поэтому объект называли Хироном (Chiron) в честь легендарного кентавра, также имевшего двойственную природу. Действительно, когда Хирон проходил в 1988 г. перигелий, у него появились газовая кома и хвост.

К маю 2005 г. в семействе кентавров было уже 40 членов; первым из них присваивали мифические имена соплеменников Хирона (Фол, Несс и др.), но настоящих имен на всех не хватило; последние «космические кентавры» имеют лишь номера. Большие полуоси их довольно вытянутых ( $e = 0,17-0,62$ ) орбит лежат в пределах 5,7–30 а.е. Плоскости орбит наклонены к эклиптике под углом от 0 до 25°. Один объект имеет обратное движение вокруг Солнца. Диаметры кентавров 100–300 км, и у них весьма темная поверхность.

**Килопарсек** — единица расстояния, равная 1000 парсеков ( $1 \text{ кпк} = 1000 \text{ пк} = 3258 \text{ св. лет} = 3,0857 \cdot 10^{19} \text{ м}$ ).

**Киральность** — свойство элементарных частиц, состоящее в различии правого и левого, и указывающее на то, что Вселенная является несимметричной относительно замены правого на левое, и наоборот.

**Классы светимости** — деление оптических звездных спектров на типы, дополнительное к *спектральным классам звезд*; оно разделяет звезды на группы по светимости. Основой классификации служит степень уширения спектральных линий давлением. Звезды высокой светимости существенно больше по

Таблица 6.8. Основные классы светимости звезд

Класс светимости	Тип звезды
Ia	Яркие сверхгиганты
Iab	Сверхгиганты
Ib	Сверхгиганты низкой светимости
II	Яркие гиганты
III	Гиганты
IV	Субгиганты
V	Карлики главной последовательности
VI	Субкарлики
VII	Белые карлики

размеру, чем звезды низкой светимости того же спектрального класса (рис. 6.21). Поэтому у звезд высокой светимости низкие плотность и давление в атмосфере; как результат — узкие линии поглощения в спектре. А у звезд меньшей светимости большее давление в атмосфере и более широкие линии в спектре.

Класс светимости указывают римской цифрой после спектрального класса звезды. Солнце — звезда спектрального класса G2 — имеет класс светимости V, поэтому полная характеристика его спектра записывается как G2 V.

**Колюры** — меридианы постоянных прямых восхождений. Большой круг, проходящий через полюсы мира и точки весеннего и осеннего равноденствий, называют *колюром равноденствий*, а проходящий через полюсы мира и точки летнего и зимнего солнцестояний, — *колюром солнцестояний*.

**Ко́ма** (в оптике) — одна из аберраций оптических систем, нарушающая симметрию пучка лучей относительно его оси. Параллельный пучок, идущий под углом к оптической оси объектива, образует в фокальной плоскости не точку, а характерное пятно, напоминающее веер с углом раствора  $60^\circ$  или комету с коротким и толстым хвостом (греч. *κομη*, волосы, хвост). Линейный размер пятна пропорционален угловому расстоянию звезды от оптической оси и квадрату относительного отверстия объектива телескопа. Кома особенно велика в телескопах с параболическими зеркалами; именно она в основном ограничивает их поле зрения.

**Комета** — малое тело Солнечной системы, состоящее из льда и пыли. Характерными признаками кометы, наблюдающи-

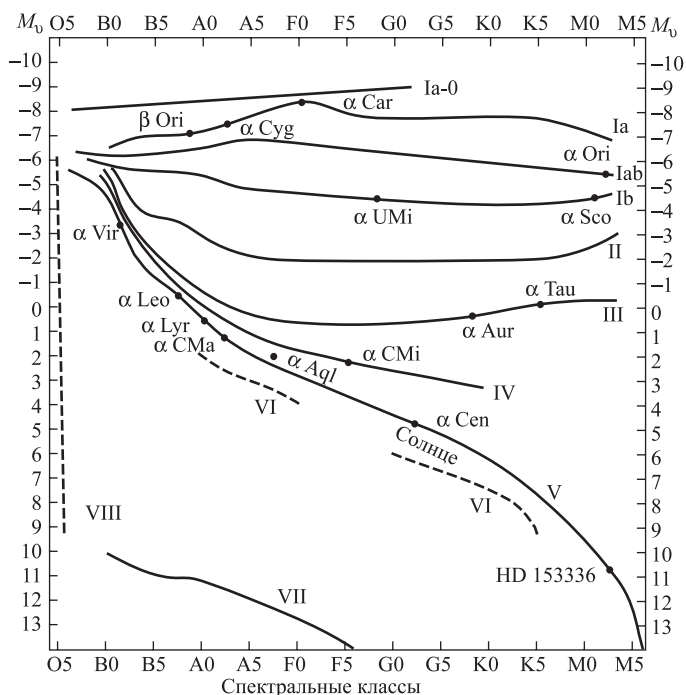


Рис. 6.21. Диаграмма Герцшпрунга–Рассела. Линии соответствуют положению основных последовательностей звезд; рядом с ними указан их класс светимости. Кроме отмеченных в таблице классов здесь нанесено положение самых ярких сверхгигантов (Ia–O); иногда эту редкую породу звезд называют последовательностью гипергигантов и обозначают как Ia<sup>+</sup>. Бело-голубая последовательность (VIII) присутствует не во всех классификациях; она образована ядрами планетарных туманностей. Точками указано положение некоторых ярких звезд

мися при ее приближении к Солнцу, служат ко́ма (газ и пыль, окружающие твердое ядро) и длинный хвост (один или несколько, из ионизованного газа и пыли). Характерный размер твердого ядра кометы оценивается от единиц до нескольких десятков километров. В 2006 г. известно около 180 периодических комет (орбитальный период менее 200 лет) и сотни «непериодических» комет, наблюдавшихся лишь при одном прохождении вблизи Солнца и имеющих либо очень большие орбитальные периоды, либо межзвездное происхождение.

**Континуум** — ровные участки спектра между спектральными линиями. Интенсивность и эквивалентную ширину линии измеряют по отношению к уровню близлежащего континуума.

**Координаты астрометрические** — координаты для сравнения с каталожными положениями звезд. Астрометрические координаты обычно относятся к среднему равноденствию определенной эпохи (B1950, J2000). Для планет и комет астрометрические координаты даются с учетом времени распространения света.

**Координаты видимые** — координаты светила, которые нужны, например, для наведения на него телескопа с разделенными кругами. Видимые координаты связаны с действительной ориентацией земной оси и поэтому содержат поправки на прецессию и нутацию. Кроме того, учитывается звездная абберрация, а для тел Солнечной системы — также время распространения света.

**Координаты гелиоцентрические** — координаты относительно центра Солнца.

**Координаты геоцентрические** — координаты относительно центра Земли.

**Координаты топоцентрические** — координаты относительно места наблюдения на поверхности Земли. Топоцентрические и геоцентрические координаты различаются на величину параллакса.

**Коричневые карлики** — космические тела, занимающие по своим массам промежуточное положение между звездами и планетами. Коричневыми карликами принято называть объекты с массами приблизительно от 0,01 до 0,08 масс Солнца. От нормальных звезд они отличаются тем, что температура в их недрах никогда не достигает значений, необходимых для протекания важнейшей термоядерной реакции — превращения легкого изотопа водорода в гелий, которая обеспечивает длительное свечение обычных звезд. Но по сравнению с планетами, вообще не способными к термоядерному синтезу, коричневые карлики на начальном этапе своей жизни все же разогреваются настолько, что «сжигают» в термоядерных реакциях некоторые редкие элементы (тяжелый изотоп водорода — дейтерий, литий), что делает их на короткое время похожими на звезды. Температура поверхности коричневых карликов обычно не превышает 2000 К, поэтому они имеют темно-красный или даже инфракрасный цвет; отсюда и название этих объектов (англ. brown dwarf). Для них введен новый спектральный класс Т. Нижняя граница их масс,



отделяющая их от планет, имеет значение около 13 масс Юпитера. Первый коричневый карлик был обнаружен в 1996 г.

**Корона** — внешняя часть солнечной атмосферы, протянувшаяся на миллионы километров над фотосферой; ее подразделяют на внешнюю корону, видимую только в моменты полных солнечных затмений, и внутреннюю корону, которую можно наблюдать с помощью коронографа.

**Короний** — гипотетический химический элемент, которому в начале XX в. приписывались яркие линии в спектре солнечной короны. В 1939–41 гг. было убедительно доказано, что загадочные линии «корония» принадлежат многократно ионизованным атомам железа, никеля и кальция. См. также *мистериум* и *небулий*.

**Коронограф** — телескоп для наблюдения солнечной короны в периоды между затмениями. В его фокусе, где объектив строит изображение Солнца, находится круглая заслонка, — «искусственная Луна», закрывающая изображение яркой фотосферы, но оставляющая видимой корону. На космических телескопах и наземных телескопах с системой адаптивной оптики используют *звездный коронограф*, в котором затемняется изображение яркой звезды для поиска в ее окрестности слабых объектов: звезд-спутников, планет или околозвездного газо-пылевого диска.

**Космические лучи** — поток быстрых заряженных частиц, приходящий из межзвездного пространства и постоянно бомбардирующий Землю. Иногда его интенсивность резко возрастает за счет частиц, порождаемых вспышками на Солнце. В состав космических лучей входят электроны, протоны (ядра атомов водорода) и ядра более тяжелых элементов — гелия, кислорода, углерода, азота и др. Количественно они представлены примерно так же, как химические элементы в атмосфере Солнца и других звезд.

Космическими лучами обычно называют частицы с кинетической энергией  $E_k > 100$  МэВ, т. е.  $10^8$  эВ (электронвольт), а менее энергичные, но все еще быстрые частицы именуют субкосмическими лучами. Земная атмосфера задерживает космические лучи, но при их столкновении с атомами воздуха рождаются «ливни» элементарных частиц, достигающих поверхности Земли; их называют вторичными космическими лучами.

Солнечные космические лучи имеют сравнительно низкую энергию, обычно не выше 10 ГэВ ( $10^{10}$  эВ). Гораздо более энергичные частицы приходят из Галактики и, возможно, внегалактического пространства: их энергия достигает  $10^{20}$  эВ. Если вспомнить, что лучшие лабораторные ускорители разгоняют частицы до энергии порядка  $10^{12}$  эВ, становится понятным, почему физики так интересуются частицами космических лучей: таких мощных «снарядов» для бомбардировки элементарных частиц и исследования их внутренней структуры невозможно получить в лаборатории.

Установить источники галактических космических лучей не удается: двигаясь в межзвездном магнитном поле, частицы теряют первоначальное направление полета, их траектории запутываются, и они приходят к Земле со всех сторон одинаково часто. Косвенно выясняется, что «ускорителями» космических лучей служат взрывы сверхновых звезд, высокая активность молодых пульсаров и тесные двойные системы, где частицы разгоняются до больших энергий в сильных переменных магнитных полях вблизи компактной звезды.

**Космические скорости** — обычно употребляемые в космонавтике характерные скорости движения тел вблизи планеты массы  $M$  и радиуса  $R$ . Для обращения вокруг планеты по низкой круговой орбите спутнику нужна 1-я космическая скорость, называемая также «круговой скоростью»; обозначается как  $V_I$ ,  $V_1$ ,  $V_{\text{cir}}$  или  $V_{\text{кр}}$ . Величина  $V_I = \sqrt{GM/R}$ ; ее значение у поверхности Земли 7,9 км/с, на низкой орбите ( $H = 200$  км) около 7,8 км/с, а у орбиты Луны ( $R = 400$  Мм) около 1 км/с.

Чтобы при старте с поверхности лишенной атмосферы планеты вырваться из поля ее притяжения, телу необходимо сообщить скорость не меньше 2-й космической; другие ее названия — скорость убегания, скорость ухода, скорость освобождения, скорость ускользания, параболическая скорость, критическая скорость. Обозначается как  $V_{II}$ ,  $V_2$ ,  $V_{\text{осв}}$ ,  $V_{\text{esc}}$  или  $V_{\infty}$  (последнее обозначение нежелательно, поскольку в космонавтике его используют для *остаточной скорости*, или *гиперболического избытка скорости*:  $V_{\infty}^2 = V^2 - V_{\text{esc}}^2$ ). Величина  $V_{II} = \sqrt{2GM/R}$  составляет у поверхности Земли 11,2 км/с. Движение со второй космической скоростью совершается по параболе или прямой.

Кроме этих двух общепринятых величин скорости существуют еще две редкоупотребляемые величины: 3-я и 4-я космические скорости — это скорости ухода, соответственно, из Солнечной системы и Галактики. Их точные значения нельзя определить

по ряду причин. Например, 3-ю космическую скорость обычно определяют как параболическую при  $M = M_{\odot}$  (масса Солнца) и  $R = 1$  а.е. (радиус орбиты Земли), получая значение  $V_3 = 42$  км/с. Но при старте с поверхности Земли или с околоземной орбиты необходимо преодолеть еще притяжение планеты. Выйдя из сферы притяжения Земли (практически, удалившись от нее на несколько диаметров планеты), аппарат сохраняет орбитальную скорость Земли (29,8 км/с), поэтому необходимое приращение скорости до 42 км/с зависит от того, в каком направлении аппарат должен покинуть Солнечную систему. Взлетая с поверхности Земли и наилучшим образом используя орбитальное движение планеты, аппарат может при старте иметь 3-ю космическую скорость всего 16,6 км/с, а для полета в неблагоприятном направлении его необходимо разогнать до 72,8 км/с! Если к тому же учесть притяжение других планет, которое может как ускорить, так и притормозить аппарат, то диапазон возможных значений 3-й космической скорости станет еще больше.

По тем же причинам нельзя указать точное значение 4-й космической скорости, необходимой для межзвездных и межгалактических путешествий. Солнце обращается вокруг центра Галактики со скоростью около 220 км/с. Поэтому для путешествия к центру нашей звездной системы эту скорость нужно погасить. А чтобы отправиться к периферии Галактики или выйти за ее пределы, необходимо к орбитальной скорости Солнца добавить еще 250–300 км/с (точное значение не известно, поскольку нет надежных данных о распределении вещества в Галактике).

**Космический телескоп «Хаббл»** — автоматическая внеатмосферная обсерватория НАСА (США) и Европейского космического агентства, работающая на околоземной орбите высотой около 600 км. Названа в честь американского астронома Эдвина Хаббла (1889–1953). Запущена с помощью шаттла «Дискавери» 25 апреля 1990 г. Ее телескоп диаметром 2,4 м получает изображения в оптическом и ультрафиолетовом диапазонах спектра с угловым разрешением 0,1", что значительно лучше, чем у наземных телескопов. Работой Космического телескопа астрономы управляют с Земли; в выборе объектов наблюдения и обработке результатов участвуют специалисты всех стран. Несколько раз экипажи астронавтов посещали «Хаббл» для ремонта и замены приборов. Планируется, что ее работа продлится до 2010 г.

**Космологическая постоянная** — постоянная величина, первоначально введенная в уравнения общей теории относительно-

сти для получения решения, описывающего статическую Вселенную. В настоящее время она интерпретируется как постоянная плотность энергии вакуума, сообщающей ему свойство антигравитации.

**Крабовидная туманность** — остаток взрыва сверхновой звезды, оптическая вспышка которой наблюдалась в Созвездии Тельца в 1054 г. (рис. 6.22). Объект расположен на расстоянии



Рис. 6.22. Крабовидная туманность. Фото 8,2-м телескопа Киеуеп VLT Европейской южной обсерватории в Чили

около 2 кпк от Солнца. Имеет обозначения NGC 1952 или М 1 (по каталогу Мессье); радиоисточник Тау А. Остатки взрыва расширяются сейчас со скоростью 1200 км/с и видны как эллипсовидная волокнистая туманность общим блеском  $8,4^m$  и размером  $6' \times 4'$ . Близ центра туманности располагается ядро взорвав-

шейся звезды — нейтронная звезда-пульсар PSR J0534+2200, вспыхивающая с периодом 0,033 секунды в радио-, оптическом, рентгеновском и гамма-диапазонах.

**Красное смещение** — смещение линий в спектре небесного тела к красному концу (в сторону большей длины волны) в результате эффекта Доплера при удалении тела, а также под действием его гравитационного поля. Численно красное смещение обычно характеризуют величиной  $z = (\lambda - \lambda_0)/\lambda_0$ , где  $\lambda$  — длина волны спектральной линии в излучении, приходящем от космического источника; а  $\lambda_0$  — длина волны той же линии, измеренная в спектре неподвижного лабораторного источника. При небольших скоростях движения эффект Доплера вызывает красное смещение (или голубое, если источник приближается к наблюдателю), пропорциональное лучевой скорости ( $v$ ):  $z = v/c$ , где  $c$  — скорость света. При  $v \sim c$  эта зависимость становится сложнее:  $v = c(z^2 + 2z)/(z^2 + 2z + 2)$ . Если излучение испущено с поверхности компактного массивного объекта, то его гравитационное красное смещение составляет  $z = GM/(Rc^2)$ , где  $M$  и  $R$  — масса и радиус тела,  $G$  — постоянная тяготения.

**Кратная звезда** — группа из нескольких (более двух) близких друг к другу (в проекции на небо) звезд. Изредка кратные звезды именуют также «множественными звездами».

**Кратная звездная система** — группа из нескольких (от трех до, обычно, 7–8) звезд, гравитационно связанных в единую систему. Звездные системы с числом членов более нескольких десятков именуют звездными скоплениями.

**Кривизна поля** изображения — абберация оптической системы, состоящая в том, что изображение плоского предмета получается резким не в плоскости, как должно быть в идеальной системе, а на искривленной поверхности.

**Крон** — легкий сорт оптического стекла; отличается меньшим показателем преломления (около 1,5), но большим коэффициентом *дисперсии* (55–60), чем у стекла сорта *флинт*. Линзы из кроновых и флинтовых сортов стекла совместно используются для изготовления ахроматических объективов (см. *ахромат*), свободных от *хроматической абберации*.

**«Кротовая нора»**, или «червоточина» (англ. wormhole) — гипотетический пространственно-временной туннель, связывающий коротким путем отдаленные области Вселенной.

**Круг высоты** — большой круг на небесной сфере, проходящий через зенит и данное светило.

**Круг склонения** — большой полукруг небесной сферы, проходящий через полюсы мира и данное светило.

**Куде, оптическая система** — конструкция телескопа-рефлектора, в которой с помощью нескольких дополнительных зеркал собранный свет выводится через центральное отверстие полярной оси, так что изображение остается на месте, хотя телескоп поворачивается вслед за звездами (рис. 6.23).

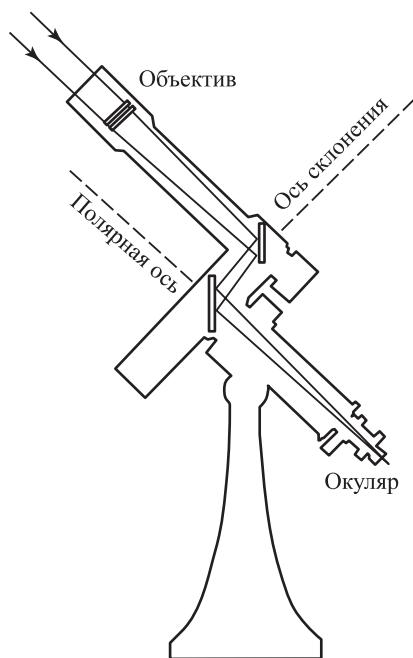


Рис. 6.23. Солнечный телескоп-куде фирмы «Карл Цейсс», в основном предназначенный для публичных демонстраций

Конструкцию телескопа-куде (от фр. coude — изгиб) предложил в 1871 г. французский астроном Бенджамин Леви (1833–1907). Достоинство этой системы в том, что в неподвижном

фокусе-куда можно устанавливать стационарные приборы, например, массивные спектрографы. Неподвижная окулярная часть телескопа удобна также для публичных демонстраций неба в народных обсерваториях. Недостатки системы: 1) вращение изображения вокруг оптической оси, которое при фотографировании объектов с длительной экспозицией требует вращающейся кассеты; 2) отражение света от двух дополнительных зеркал ведет к некоторой потере света.

**Кульминация** — прохождение светила через небесный меридиан. Пересекая меридиан в верхней кульминации, звезда (или планета) имеет максимальную высоту, а в нижней кульминации — минимальную и может находиться под горизонтом.

**Либрации** — видимые покачивания синхронно вращающегося спутника при его наблюдении с планеты. Наиболее известны и изучены либрации Луны. Вследствие равномерного вращения Луны вокруг оси и неравномерного движения по эллиптической орбите наблюдается ее либрация по долготе с периодом в один аномалистический месяц и величиной  $\pm 7^{\circ}54'$ . Вследствие наклона оси вращения к плоскости орбиты наблюдается либрация по широте  $\pm 6^{\circ}50'$  с периодом в драконический месяц.

Суточная, или параллактическая либрация возникает вследствие близости Луны к Земле. Наблюдатели, находящиеся в противоположных точках земного экватора, в один и тот же момент видят несколько различные области лунной поверхности. Амплитуда этих либраций достигает  $\pm 57'$ .

Кроме описанных выше «оптических» либраций существуют также «физические» (на угол около  $2'$ ), обусловленные небольшими периодическими изменениями скорости суточного вращения Луны, причиной которых служит действие приливных сил Земли на вытянутую фигуру спутника.

**Лимб** видимый край диска Луны, Солнца или планеты.

**Линза Барлоу** — отрицательная линза перед окуляром для увеличения эффективного фокусного расстояния телескопа.

**Линза поля** — первая линза окуляра, обращенная к объективу и предназначенная для того, чтобы полностью собирать идущий от него свет.

**Линза Фабри** — линза, проектирующая на светоприемник (например, на *ФЭУ*) изображение объектива телескопа, которое



представляет собой кружок, равномерно освещенный объектом наблюдения. Это изображение не смещается из-за атмосферного дрожания изображения или ошибок ведения телескопа. К тому же, фиксация кружка исключает влияние неравномерной чувствительности по фотокатоду ФЭУ. Поэтому линза Фабри снижает ошибки, вносимые в измеряемый сигнал упомянутыми факторами.

**Линия изменения даты (международная)** — линия на поверхности Земли, проходящая приблизительно по меридиану с долготой  $180^\circ$  и служащая для облегчения отсчета календарных дат при трансокеанских и кругосветных плаваниях и перелетах. Пересекая линию в западном направлении, следует прибавлять сутки в своем календаре, а пересекая в восточном — отнимать. (См. иллюстрацию к статье «Время, поясное».)

**Лунация** — полный цикл смены фаз Луны (около 29,5 сут).

**Лучевая скорость** — проекция вектора скорости объекта на луч зрения наблюдателя; ее считают положительной, если объект удаляется от наблюдателя, и отрицательной — если приближается. Например, измеряя смещение линий в спектрах небесных тел, определяют скорость их приближения или удаления (эффект Доплера), т.е. измеряют компонент скорости, направленный по лучу зрения. Нередко лучевую скорость называют «радиальной скоростью».

**Люки Кирквуда** — узкие области в пределах пояса астероидов, где обнаруживается значительно меньше малых планет, чем в соседних с ними областях. Впервые существование этих «провалов» в распределении средних расстояний астероидов от Солнца подметил в 1857 г. американский астроном Дэниел Кирквуд (1814–1895), определив, что орбитальное движение частиц в «люках» происходит в резонансе с движением Юпитера. Особенно заметны люки Кирквуда, в которых отношение орбитального периода к периоду Юпитера составляет  $1 : 2$ ,  $1 : 3$ ,  $2 : 5$ ,  $3 : 7$ . В то же время в области резонанса  $2 : 3$  наблюдается избыток астероидов (группа Гильды), а в резонансе  $1 : 1$  с Юпитером (т.е. по его орбите) движутся две многочисленные группы астероидов (см.: греки и троянцы). Природа люков Кирквуда до сих пор не вполне ясна.

**Магнитар** или магнетар (англ. magnetar) — нейтронная звезда, обладающая чрезвычайно сильным магнитным полем, около  $10^{14}$ – $10^{15}$  Гс. Проявляет себя как источник ярких вспышек рентгеновского и гамма-излучения.

**Магнитное поле Земли** в первом приближении представляется диполем, ось которого наклонена на угол около  $10^\circ$  к оси вращения Земли. При этом различают два диполя: геоцентрический и эксцентрический. Геоцентрический диполь, ось которого проходит через центр планеты, неплохо представляет ее магнитное поле. Его полюсы, *геомагнитные полюсы Земли*, симметрично отстоят от географических полюсов. С геоцентрическим диполем связана геомагнитная координатная система (по соглашению ее нулевой меридиан проходит через южный географический полюс).

Еще точнее представляет магнитное поле Земли эксцентрический диполь. По данным на 2000 г. (модель IGRF-2000) этот диполь смещен от центра Земли примерно на 540 км в направлении северо-западной части Тихого океана, к точке с координатами  $21,8^\circ$  с. ш. и  $143,2^\circ$  в. д. (у северной оконечности Марианских островов). Координаты полюсов этого эксцентрического диполя:  $83^\circ 03'$  с. ш. и  $93^\circ 30'$  з. д. в северном полушарии и  $75^\circ 34'$  ю. ш. и  $118^\circ 66'$  в. д. — в южном (рис. 6.24).

Напряженность магнитного поля на поверхности Земли зависит от места наблюдения и от времени. При отсутствии возмущений (от Солнца) на северном магнитном полюсе она редко превышает 0,6 Э, на южном 0,7 Э, а на магнитном экваторе 0,4 Э.

**Магнитные полюсы** — особые точки на поверхности планеты, связанные с конфигурацией ее магнитного поля. *Истинные магнитные полюсы* Земли — это точки на поверхности планеты, в которых вектор индукции магнитного поля направлен вертикально, т. е. магнитное наклонение в этих точках равно  $90^\circ$ . В текущую эпоху магнитные полюсы Земли находятся не遠далеке от ее географических полюсов. Северный магнитный полюс лежит в точке с координатами  $81^\circ 18'$  с. ш. и  $110^\circ 48'$  з. д., в Северной Канаде, на расстоянии 967 км от географического северного полюса (данные 2001 г.). Южный магнитный полюс лежит в точке  $64^\circ 40'$  ю. ш. и  $138^\circ 07'$  в. д., рядом с французской полярной станцией Дюмон-д'Юрвиль, на расстоянии 2817 км от географического южного полюса (данные 2000 г.). Положение этих полюсов со временем меняется. В нынешнюю эпоху в Северном полушарии находится южный (отрицательный) магнитный

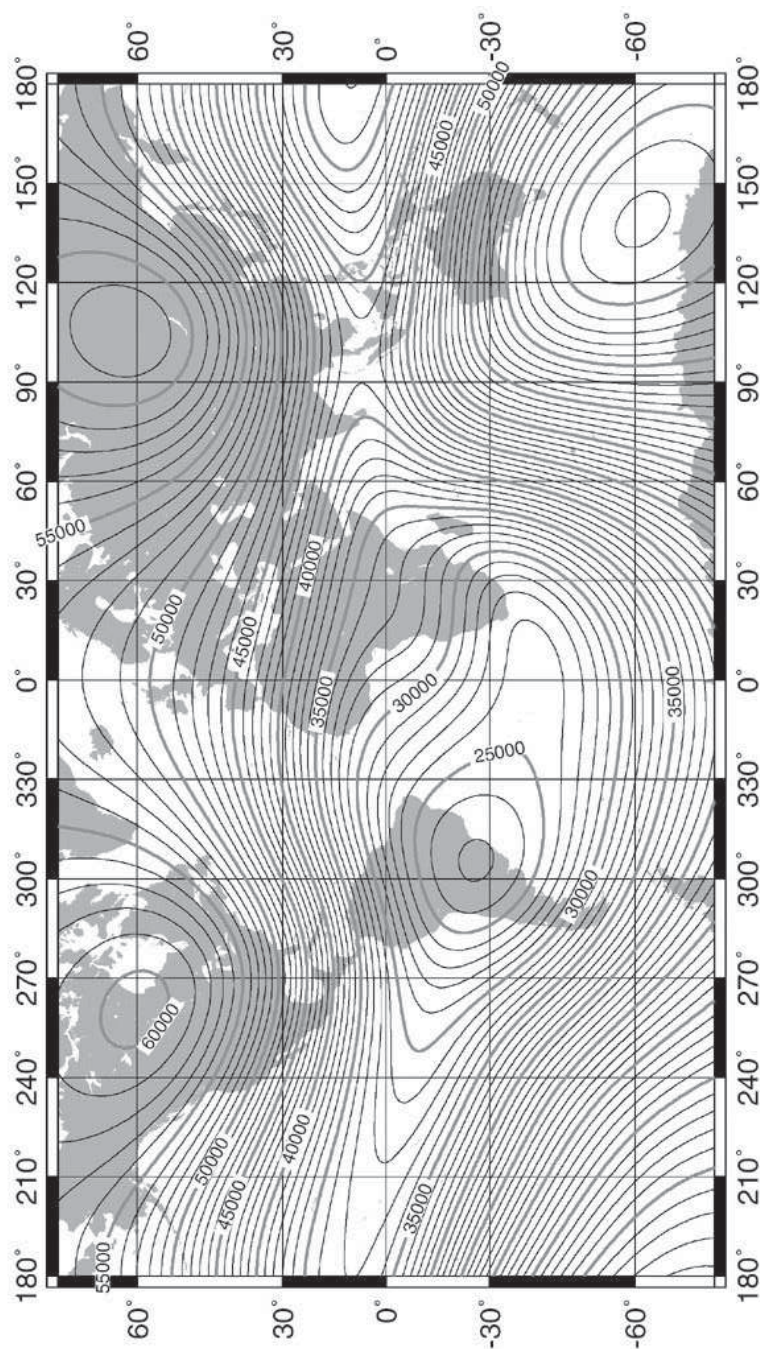


Рис. 6.24. Индукция геомагнитного поля у поверхности Земли на 2000 г. по Всемирной магнитной модели WMM-2000. Значения указаны в единицах нТл (10 мкГс). Интервал между соседними линиями равен 1 мкТл

полюс, а в Южном полушарии — северный (положительный), т.е. силовые линии поля выходят из поверхности в районе Антарктиды и входят в Сев. Канаде. Однако общепринято магнитные полюсы Земли называть в соответствии с полушарием, в котором каждый из полюсов находится.

Нужно заметить, что в районе некоторых очень сильных магнитных аномалий (Курская, Восточно-Сибирская и др.) наблюдаются локальные магнитные полюсы.

*Геомагнитные полюсы* Земли — это точки пересечения с земной поверхностью оси геоцентрического диполя. По данным на 2000 г. (модель IGRF-2000) геоцентрический диполь имел магнитный момент  $7,79 \cdot 10^{15}$  Тл · м<sup>3</sup>, а северный геомагнитный полюс лежал в точке с координатами  $79^{\circ}32'$  с. ш. и  $71^{\circ}34'$  з. д. (пролив Смит между Гренландией и Сев. Америкой). Южный геомагнитный полюс лежал в симметричной точке с координатами  $79^{\circ}32'$  ю. ш. и  $108^{\circ}26'$  в. д. (недалеко от российской антарктической станции «Восток»). Текущие данные о геомагнитном поле см. на сайте <http://nssdc.gsfc.nasa.gov/space/igm/>.

**Магнитосфера** — область пространства, окружающая планету или звезду, в которой ее магнитное поле доминирует над магнитными полями других тел. Размер и форму магнитосферы планеты определяет взаимодействие ее магнитного поля с потоком солнечного ветра. В двойных системах звезды с сильным магнитным полем (например, *нейтронные звезды*) также имеют магнитосферы, окруженные потоками звездного ветра от соседней звезды.

**Малое тело Солнечной системы** (small Solar system body, SSSB) — объект Солнечной системы, не являющийся планетой или планетой-карликом (dwarf planet). Термин принят Международным астрономическим союзом в 2006 г. Таким образом, в число малых тел Солнечной системы попали все кометы; все классические астероиды (за исключением Цереры, отнесенной к планетам-карликам); все «кентавры» (centaur), движущиеся между орбитами планет-гигантов; все «троянцы», движущиеся по орбитам планет синхронно с ними, а также почти все объекты за орбитой Нептуна (trans-Neptunian object), кроме Плутона и Эриды, отнесенных в планетам-карликам.

**Малые планеты** (устаревший термин) — см. астероиды.

**Межзвездная пыль** — твердые микроскопические частицы, входящие в состав межзвездной среды и в основном ответственные за межзвездное поглощение света. Размер частиц межзвездной пыли от 0,01 до 0,2 мкм. Вероятно, пылинки имеют тугоплавкое ядро (графитовое, силикатное или металлическое), окруженное органическим веществом или ледяной оболочкой.

**Межзвездная среда** — разреженное вещество, заполняющее пространство между звездами в галактике. Основные компоненты межзвездной среды — газ, пыль и космические лучи. Это вещество пронизано магнитным полем и электромагнитным излучением. В межзвездной среде преобладает газ, составляющий обычно не менее 90% ее массы. Остальное вещество сосредоточено в пылинках. Масса космических лучей ничтожна, но их влияние на остальные компоненты межзвездной среды весьма ощутимо. Характерная плотность межзвездного вещества — 1 атом в кубическом сантиметре, но вследствие огромного объема галактики полная масса этого разреженного вещества в ней достигает миллиардов масс Солнца. Доля межзвездной среды составляет менее 1% массы у эллиптических галактик, около 5% у спиральных и более 10% у неправильных галактик. Химический состав межзвездной среды близок к составу молодых звезд (недавно сформировавшихся из нее): на 1000 атомов водорода приходится около 100 атомов гелия и 2–3 атома более тяжелых элементов. При этом значительная часть тяжелых элементов входит в состав межзвездной пыли.

Происхождение межзвездной среды носит сложный характер: частично это догалактический газ, не вошедший в состав звезд; частично — газ, попавший в галактику извне (например, вместе с упавшей на нее другой галактикой); и частично — газ, потерянный звездами самой галактики в форме звездного ветра, планетарных туманностей, оболочек новых и сверхновых звезд. В нашей Галактике именно звезды служат основным источником межзвездной среды. В свою очередь, межзвездная среда постоянно расходуется на формирование звезд и планетных систем.

**Межзвездное поглощение света** — ослабление оптического излучения, распространяющегося сквозь межзвездную среду. Рассеяние и поглощение света в основном обязано межзвездной пыли, поэтому оно достигает максимального значения в направлении на плотные газопылевые межзвездные облака, сконцентрированные в диске Галактики. В окрестности Солнца в плоскости Галактики поглощение в визуальном диапазоне (фильтр V) со-



ставляет в среднем  $2^m$  на 1 кпк. Это означает, что блеск звезды, удаленной от нас на 1 кпк, ослаблен межзвездным поглощением в  $2,512^2 = 6,3$  раза. А если звезда находится в центре Галактики, на расстоянии около 8 кпк от Солнца, то ее блеск ослаблен межзвездным поглощением на  $16^m (= 2^m/\text{кпк} \times 8 \text{ кпк})$ , то есть в  $2,512^{16} = 2,5$  млн раз. Именно поэтому мы не видим в оптических лучах центральную область нашей Галактики.

Межзвездное поглощение света носит селективный характер, т. е. его величина зависит от длины волны (цвета) излучения: чем меньше длина волны, тем сильнее поглощение. Поэтому голубые лучи поглощаются сильнее красных, и звезды, наблюдаемые сквозь облака межзвездной пыли, выглядят краснее, чем на самом деле. Это явление называют *межзвездным покраснением* света.

**Межзвездное покраснение** — изменение цвета звезд и других галактических и внегалактических объектов, связанное с селективным характером *межзвездного поглощения света*. Межзвездное покраснение ни как не связано с красным смещением спектральных линий, вызванным движением объекта вдоль луча зрения (эффект Доплера). Межзвездное покраснение изменяет общее распределение энергии в спектре, не затрагивая положение спектральных линий.

**Межзвездный газ** — чрезвычайно разреженный газ, заполняющий пространство между звездами; основной компонент межзвездной среды. По количеству атомов он состоит на 90 % из водорода и на 10 % из гелия с небольшой примесью более сложных элементов. В зависимости от температуры и плотности межзвездный газ пребывает в молекулярном, атомарном или ионизованном состояниях. Вокруг горячих звезд или недавно взорвавшихся сверхновых он нагрет до тысяч кельвинов и находится в полностью ионизованном состоянии (плазма). Вдали от горячих звезд газ частично ионизован рассеянным ультрафиолетовым излучением и энергичными частицами космических лучей. Большая его часть заключена в облаках нейтрального (атомарного) и молекулярного водорода, движущихся вблизи плоскости Галактики по почти круговым орбитам вокруг галактического центра.

**Месяц** — промежуток времени, близкий к периоду обращения Луны вокруг Земли. В солнечных календарях год делят на календарные месяцы разной продолжительности: в григориан-

ском календаре год состоит из 12 месяцев продолжительностью от 28 до 31 суток, не согласованных с фазами Луны.

Синодический месяц — период смены лунных фаз ( $29^d 12^h 44^m 02,78^s = 29,5305882$  сут; меняется от  $29,25^d$  до  $29,83^d$  вследствие эллиптичности лунной орбиты); служит основанием лунных календарей.

Сидерический (звездный) месяц — промежуток времени, за который Луна совершает оборот вокруг Земли и возвращается в ту же точку небесной сферы относительно звезд; равен периоду вращения Луны ( $27^d 07^h 43^m 11,47^s = 27,321661$  сут).

Тропический месяц — период возвращения Луны к той же эклиптической долготе. Это понятие практически не употребляется.

Аномалистический месяц — промежуток времени между последовательными прохождением Луны через перигей ее орбиты ( $27,5546^d$ ).

Драконический месяц — промежуток времени между последовательными прохождением Луны через один и тот же узел ее орбиты на эклиптике ( $27,2122^d$ ); имеет значение в теории затмений.

**Мерцание** — хаотическое изменение блеска и цвета звезды, вызванное преломлением и дифракцией ее света на неоднородностях плотности воздуха в атмосфере Земли. Мерцание звезд легко заметить невооруженным глазом, но при наблюдении в средние и большие телескопы оно исчезает, поскольку флуктуации яркости усредняются по площади *апертуры* телескопа. При этом яркость изображения звезды заметно не меняется, но само изображение размывается, превращаясь в крупное диффузное пятно.

**Метеор** — светящийся след, остающийся на мгновение после разрушения влетевшего в атмосферу планеты небольшого космического тела — *метеороида*. Метеоры чрезвычайной яркости называют *болидами*. В народе метеоры называют «падающими звездами». Греческое слово *meteora* означает «атмосферное (или небесное) явление», а *meteoros* — «то, что в верхнем воздухе». Со времени Аристотеля и вплоть до конца XVIII в. все непериодические и сравнительно кратковременные световые феномены, наблюдавшиеся на небесной сфере, рассматривались как явления атмосферной природы и имели общее название «огненные метеоры». Термин «метео» понимался весьма широко. Различались три типа метеоров: «воздушные метеоры» (ветер, бури, смерчи



и т. п.), «водные метеоры» (дождь, снег, град, роса, туман) и «огненные метеоры». В число последних включались молнии, северное сияние, зодиакальный свет, блуждающие огни (над кладбищами и болотистыми местностями), свечения на остриях высоких предметов, ложные солнца, цветные ореолы вокруг Луны и даже солнечная корона (наблюдавшаяся во время затмений), а до 70-х гг. XVI в. еще и кометы. Во французском языке и ныне слово «метеор» означает не только «падающую звезду», но и любое кратковременное атмосферное явление, в том числе — радугу, гало, молнию, некоторые виды осадков.

**Метеорит** (греч. «камень с неба») — твердое тело естественного происхождения, упавшее на поверхность Земли из космоса; фактически — неиспарившийся остаток метеороида. По способу обнаружения метеориты подразделяют на **падения** (т. е. замеченные в падении) и **находки** (т. е. обнаруженные на земле по специфическому отличию их внешнего вида). Характерный внешний признак метеорита — оплавленная, обычно покрытая черной корой поверхность с характерными вмятинами-регламитами (следы сверхзвукового полета в атмосфере). По составу обычно различают каменные, железо-каменные и железные метеориты. Последние в основном состоят из железа и никеля.

Среди найденных метеоритов большинство имеют вес от нескольких граммов до нескольких килограммов. Крупнейший из найденных, железный метеорит Гоба весит около 60 тонн и до сих пор лежит там же, где был обнаружен, — в Ю. Африке. Большинство метеоритов представляют собой осколки астероидов, но некоторые попали на Землю с Луны и, возможно, даже с Марса.

По разным оценкам на Землю в сутки попадает от 100 до 1000 тонн твердого космического вещества. Из этого количества менее 1 % (т. е. порядка 1 т/сут) выпадает на поверхность в виде метеоритов. Частицы с массами менее  $10^{-6}$  г (микрометеороиды) тормозятся в атмосфере Земли раньше, чем успевают нагреться до температуры испарения, поэтому они практически не разрушаются и не светятся, а спокойно оседают на поверхность планеты.

Факт падения на Землю космических тел был признан наукой лишь в первые десятилетия XIX в. Для их названия сначала использовали термины «аэролит» и «метеоролит» (от греч. lithos, камень) т. е. «камень из воздуха, с неба», введенный Теодором Гротгусом (1785–1822) в 1820–21 гг. Термины «метеорит» и «метеороид» стали употребляться после 1860 г.

**Метеороид**, или метеорное тело — небольшое твердое тело, влетевшее из космического пространства в атмосферу планеты и ставшее причиной метеора и возможного выпадения на поверхность метеорита. Обычно это фрагмент кометы или астероида. Влетая в атмосферу Земли со скоростью более 11 км/с, метеороиды раскаляются и испаряются, ионизуя и возбуждая при этом атомы воздуха, из-за чего возникает наблюдаемый яркий след — метеор. Наиболее мощные метеоры — болиды — бывают видны даже днем. Они часто сопровождаются падением на поверхность Земли метеоритов.

**Микроволновое фоновое излучение** — см. Реликтовое излучение.

**Микроквazar** — космический объект с характерными внешними проявлениями квазара в миниатюре. Впервые этот термин стал употребляться в 1980-е годы по отношению к тесной двойной звездной системе SS 433, расположенной в пределах Галактики и состоящей из нормальной звезды с массой около  $20M_{\odot}$  и компактного объекта (вероятно — черной дыры) с массой около  $11M_{\odot}$ . Из аккреционного диска, окружающего компактный объект, вырываются две тонкие струи — джеты — со скоростью 0,26 от скорости света.

**Мистериум** — гипотетическая субстанция, которой в 1966 г. были приписаны очень яркие и узкие радиолинии на волне 18 см от некоторых компактных туманностей. Вскоре выяснилось, что источниками этого излучения служат природные мазеры на молекуле гидроксила ОН. См. также *короний* и *небулий*.

**Млечный Путь** — светлая клочковатая туманная полоса, опоясывающая ночное небо по большому кругу, образованная светом миллионов далеких звезд диска нашей Галактики. В западной литературе Млечным Путем называют и саму нашу Галактику.

**Молекулярное облако** — область повышенной плотности вещества в межзвездной среде, отличающаяся практически полной непрозрачностью для оптического и ультрафиолетового излучения и по этой причине имеющая в основном молекулярный состав (в прозрачных областях межзвездной среды жесткое излучение разрушает молекулы). Главная составляющая таких облаков — молекулы водорода ( $H_2$ ), но присутствуют и более

сложные молекулы. Плотность вещества в молекулярном облаке 100–500 молекул в кубическом сантиметре, что в сотни раз выше плотности межоблачного вещества. Температура внутри облака менее 100 К, а в наиболее плотных его частях — всего 5–10 К. Особо выделяют «гигантские молекулярные облака», имеющие характерный радиус около 20 пк и массу порядка миллиона масс Солнца. В диске нашей Галактики несколько тысяч таких облаков; в их наиболее плотных частях — ядрах — из газа формируются звезды и планеты.

**Наблюдательная селекция** — невольный тенденциозный отбор данных, который производит наблюдатель при статистических исследованиях. Обычно это вызвано разной «замечаемостью» объектов разного типа, наблюдающихся с помощью приборов определенной конструкции. Например, поиск двойных звезд с помощью спектрографа приводит к обнаружению в основном тесных систем, амплитуда орбитальных скоростей у которых велика. А поиск физических двойных астрометрическими методами позволяет обнаружить только широкие пары, расстояние между компонентами у которых превышает угловое разрешение телескопа.

**Надир** — точка небесной сферы, расположенная вертикально вниз от наблюдателя, в направлении, противоположном зениту.

**Наклон оси вращения планеты** — угол между осью вращения планеты и перпендикуляром к плоскости орбиты (или, что то же самое, между плоскостью экватора планеты и плоскостью ее орбиты). Соответствует английскому термину *obliquity*. Изредка наклоном оси называют угол между полюсом вращения планеты и полюсом эклиптики.

**Наклонение орбиты** (реже — наклон орбиты) — угол между орбитальной плоскостью планеты и плоскостью эклиптики. Для спутников планет обычно это угол между плоскостью орбиты спутника и экваториальной плоскостью планеты. Соответствует английскому термину *inclination*.

**Небесная параллель**, или суточная параллель — малый круг небесной сферы, плоскость которого параллельна плоскости небесного экватора.

**Небесная сфера** — воображаемая сфера вокруг наблюдателя, на поверхность которой кажутся спроецированными все небесные объекты.

**Небесный меридиан** (лат. *meridianus*, полуденный) — большой круг небесной сферы, проходящий через зенит наблюдателя и точки северного и южного полюсов мира. Пересекается с горизонтом в точках севера и юга.

**Небесный экватор** — большой круг небесной сферы, равноудаленный от северного и южного полюсов мира; лежит в плоскости земного экватора и служит основанием экваториальной системы небесных координат.

**Небесные координаты** — угловые координаты, характеризующие положение объекта на небесной сфере.

**Небулий** — гипотетический химический элемент, которому в начале XX в. приписывали некоторые яркие линии в спектрах эмиссионных туманностей. После развития квантовой механики, в 1927 г., эти линии были отождествлены с запрещенными линиями ионизованных кислорода и азота. См. также *короний* и *мистериум*.

**Небулярная гипотеза** — гипотеза о том, что Солнце и планеты произошли из вращающегося газового облака: Солнце сконденсировалось в его центральной части, а планеты образовались из оставшихся на периферии газовых колец.

**Невязка** — разность между измеренной величиной и ее предсказанным значением. Невязки могут возникать из-за ошибок наблюдения или являться результатом реального фактора, влияние которого не было учтено при вычислениях.

**Нейтрино** — элементарная частица с очень малой (долгое время считали, что нулевой) массой покоя, электрически нейтральная, со спином  $1/2$ . Относится к классу лептонов, участвует только в слабом и гравитационном взаимодействиях. Известны три типа нейтрино: электронное ( $\nu_e$ ), мюонное ( $\nu_\mu$ ) и тау-нейтрино ( $\nu_\tau$ ), соответствующие заряженным лептонам — электрону, мюону и тритону ( $\tau$ ).

Нейтрино крайне слабо взаимодействует с веществом и поэтому легко проникает сквозь него, например, свободно проходит

сквозь Солнце и Землю. Поэтому зарегистрировать нейтрино очень сложно. Рождаясь в ходе ядерных реакций в недрах звезд, оно приносит нам прямую информацию о происходящих там физических процессах. С момента открытия нейтрино (1953 г.) его масса экспериментально не регистрировалась и поэтому считалась равной нулю. В этом случае частицы должны были двигаться со скоростью света и не могли распадаться или менять свой тип («осциллировать»). Созданный под руководством Р. Дэвиса в 1967 г. в Брукхейвене (США) первый детектор солнечных нейтрино зарегистрировал поток  $\nu_e$  в несколько раз ниже ожидаемого. В астрофизике возник «парадокс солнечных нейтрино» (1967–97 гг.): либо внутреннее строение Солнца не соответствует расчетам, либо свойства нейтрино иные.

Первое свидетельство нейтринных осцилляций было получено на установке Супер-Камиоканде (Япония) в 1998 г. (рис. 6.25): обнаружилось, что мюонные нейтрино, рожденные космическими лучами в верхних слоях атмосферы, исчезают с вероятностью, зависящей от пройденного ими пути. Оказалось, что мюонные нейтрино, которые детектор Супер-Камиоканде легко регистрирует, в результате осцилляций превращаются в тау-нейтрино, которые в большинстве своем избегают регистрации.

Парадокс солнечных нейтрино разрешила Садберийская нейтринная обсерватория (Канада) в 2002 г. Ее детектор, используя тяжелую воду  $D_2O$ , способен регистрировать солнечные нейтрино всех трех типов. Оказалось, что многие электронные нейтрино, родившиеся в недрах Солнца, изменяют свой тип на пути к Земле, и поэтому они не регистрировались в прошлых экспериментах. Значит, мы правильно представляем источник энергии Солнца, а нейтрино, как и подозревали, обладают массой покоя (пока точно не измеренной, но не более нескольких электронвольт).

**Нейтронная звезда** — космическое тело звездной массы, в основном состоящее из нейтронов, т. е. нейтральных элементарных частиц, вместе с протонами составляющих атомные ядра. Гипотезу о существовании нейтронных звезд выдвинули астрономы Вальтер Бааде и Фриц Цвикки сразу после открытия нейтрона в 1932 г. Но наблюдательно подтвердить эту гипотезу удалось лишь после открытия пульсаров в 1967 г. Нейтронные звезды образуются в результате гравитационного коллапса ядер нормальных звезд с массами в несколько раз больше солнечной. Плотность нейтронной звезды близка к плотности атомного ядра, т. е. в  $10^{14}$  раз выше плотности воды. Поэтому при своей огром-

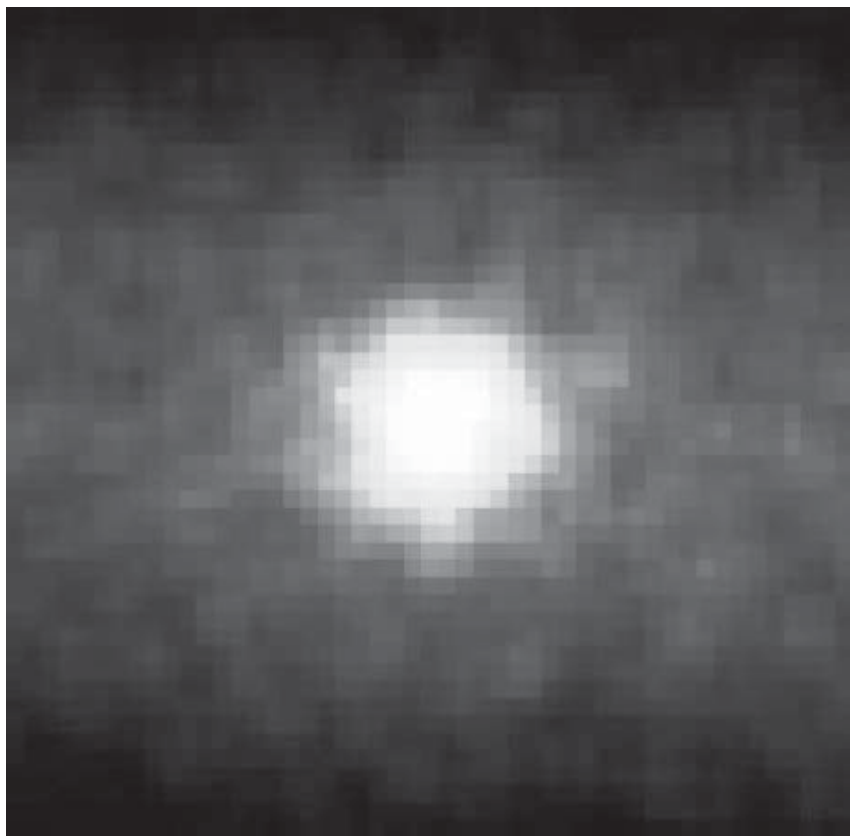


Рис. 6.25. Первый нейтринный портрет Солнца, полученный в 1998 г. детектором Супер-Камиоканде (Япония) с экспозицией в 500 сут. Угловой размер изображения  $90 \times 90$  градусов. Нейтрино выходят из горячего ядра Солнца, расположенного в центре кадра и имеющего на земном небе угловой размер около  $1/10$  градуса. «Размазанность» полученного изображения определяется не истинной формой источника нейтрино, а низкой разрешающей способностью детектора

ной массе нейтронная звезда имеет радиус всего около 20 км. К 2008 г. обнаружено более 2000 нейтронных звезд, в основном это радиопульсары, а также рентгеновские и оптические *пульсары*.

**Неправильная галактика** — галактика, имеющая асимметричную форму и клочковатую структуру, не характерную для типичных эллиптических или спиральных галактик. В различных системах морфологической классификации галактик неправиль-

ные обозначают как I, Ig или Igg (от англ. irregular, неправильный). Примером неправильных галактик служат Магеллановы Облака. По сравнению с нашей Галактикой неправильные обычно имеют меньшие размер и массу, содержат много межзвездного вещества и молодых звезд. Они медленно вращаются и не демонстрируют сильной концентрации вещества к центру: балдж и ядро в них выражены слабо или вообще отсутствуют.

**Новая** — звезда, неожиданно, всего за несколько часов увеличивающая свой блеск в тысячи и даже миллионы раз (в среднем на  $12^m$ ), а затем в течение нескольких недель тускнеющая и возвращающаяся к своему исходному блеску. Название «новая» (лат. Nova) отражает старинное представление о том, что на небе в этот момент возникает не существовавшая ранее звезда. В действительности явление новой связано со звездами большого возраста, практически закончившими свою эволюцию. Это явление возникает в тесных двойных системах, где один из компонентов — вырожденная звезда (белый карлик или нейтронная звезда). На определенном этапе эволюции таких систем вещество второго компонента — нормальной звезды — может начать перетекать на соседнюю вырожденную звезду. Когда на поверхности белого карлика (или на магнитосфере нейтронной звезды) накапливается критическая масса вещества, происходит термоядерный взрыв, срывающий со звезды оболочку и увеличивающий ее светимость в тысячи раз. По мере накопления новой порции газа взрыв повторяется. Уже наблюдались неоднократные вспышки некоторых новых (*повторные новые*).

**Нуль-корректор** (компенсатор) — вспомогательная оптическая система, используемая для испытания асферической оптики. Нуль-корректор преобразует в сферическую волну тот сложный волновой фронт, который, по расчетам, должна создавать испытываемая оптика. Отклонение формы выходящего волнового фронта от сферы влечет за собой, в частности, отличие изображения точечного источника света от картины Эри (см. *разрешающая сила*), что позволяет выявить ошибки асферических поверхностей. При испытании одного асферического зеркала нуль-корректор обычно сначала трансформирует расходящийся сферический фронт в волну, падающую на зеркало вдоль семейства нормалей к его расчетной поверхности. Очевидно, при отсутствии ошибок зеркала форма отраженной волны будет совпадать с формой падающей волны как до обратного прохождения к нуль-корректору, так и после выхода из него.



**Нутация** — небольшие покачивания земной оси, накладывающиеся на ее конусообразное прецессионное движение (см. прецессия).

**Область изопланатизма** — область на небесной сфере, в пределах которой *адаптивная оптика* способна компенсировать отрицательное влияние атмосферной турбулентности на изображение объекта. Типичный радиус области изопланатизма в видимом диапазоне составляет несколько угловых секунд.

**Объективная призма** — большая тонкая стеклянная призма, помещенная перед объективом астрографа. При этом изображения всех фотографируемых компактных объектов — звезд, галактик — превращаются в их коротенькие спектры, которые можно использовать для массовой спектральной классификации.

**Окна прозрачности атмосферы** — диапазоны длин волн, в пределах которых электромагнитное излучение в существенной степени проникает через атмосферу к поверхности Земли. Оптическое окно прозрачности простирается от ближнего УФ до ближнего ИК-диапазонов. Окно радиопрозрачности простирается от длины волны 10 мм до приблизительно 30 м.

**Околополярные звезды** — звезды, которые в процессе точного движения никогда не заходят за горизонт; их угловое расстояние от полюса мира не должно превышать географическую широту наблюдателя.

**Окулярный микрометр** — прибор, устанавливаемый на окулярном конце телескопа и позволяющий измерять угловой размер наблюдаемого объекта и его ориентацию относительно меридиана. По конструкции различают нитяные микрометры, микрометры со звездой сравнения, микрометры двойного изображения, звездные интерферометры и др. Простейший из них — нитяной микрометр. У него в фокальной плоскости окуляра располагаются две параллельные нити (обычно из паутины): одна неподвижная, а вторая натянута на рамке, которая перемещается поворотом микрометрического винта. Раздвигая нити, измеряют размер объекта, например, расстояние между компонентами двойной звезды. А поворачивая весь прибор вокруг оптической оси телескопа, измеряют ориентацию объекта относительно направления на *полюс мира*.

**Оппозиция** — то же, что противостояние.

**Оптическая мощь телескопа** — выигрыш, который дает телескоп при наблюдении небесных объектов, по сравнению с невооруженным глазом. Обычно выражается в звездных величинах: если в телескоп видны звезды до  $14^m$ , а без телескопа — до  $6^m$ , то оптическая мощь этого телескопа составляет  $8^m$ . Для небольших телескопов оптическую мощь можно оценить как  $5 \lg(D/d)$ , где  $D$  — диаметр объектива телескопа,  $d$  — диаметр зрачка глаза (ночью около 6 мм).

**Оптическая ось** — прямая линия, проходящая через центры сферических поверхностей, ограничивающих линзы или зеркала оптической системы. Обычно является осью симметрии оптической системы.

**Оптическая сила** — величина, обратная фокусному расстоянию линзы, выраженному в метрах. Измеряется в диоптриях (дп, D). Например, оптическая сила положительной линзы с фокусным расстоянием 0,5 м равна 2 дп. Оптическую силу удобно использовать при рассмотрении оптических систем из нескольких компонентов, расположенных близко друг к другу. Общая оптическая сила такой системы является алгебраической суммой оптических сил ее компонентов.

**Орбита** — траектория небесного тела. В переводе с греческого — окружность или сфера. Термин остался с античных времен, когда пути небесных тел выводили из движений по окружностям.

**Остаток сверхновой** — расширяющаяся газовая туманность, обязанная своим рождением взрыву сверхновой звезды. Состоит частично из выброшенных этим взрывом верхних слоев звезды, а частично — из межзвездного вещества, уплотненного и разогретого разлетающимися продуктами взрыва. Самый известный пример — *Крабовидная туманность* (M 1) в созвездии Тельца, остаток сверхновой 1054 г. Молодые остатки сверхновых расширяются со скоростями в 10–20 тыс. км/с. Наталкиваясь по пути на межзвездное вещество, сгребая и уплотняя его перед собой, сброшенная взрывом оболочка звезды тормозится.

Столкновение расширяющейся оболочки с неподвижным межзвездным газом порождает ударную волну, в которой газ нагревается до миллионов кельвинов и становится источником рентгеновского излучения. Кроме этого остаток сверхновой — мощный источник радиоволн, имеющих синхротронную природу: распространение ударной волны в газе приводит к появлению

быстрых заряженных частиц (космических лучей), которые, двигаясь в сжатом и усиленном этой же волной межзвездном магнитном поле, излучают в радиодиапазоне. Остатки сверхновых видны и в оптическом диапазоне: источником света служат плотные газовые конденсации — волокна, имеющие сравнительно низкую температуру (порядка  $10^4$  К). Через десятки тысяч лет расширения остаток сверхновой достигает диаметра в десятки (иногда в сотни) парсеков, постепенно остывает и смешивается с межзвездной средой.

**Ось мира** — прямая, проходящая через центр небесной сферы параллельно оси вращения Земли. Вокруг оси мира совершается видимое суточное движение небесных светил.

**Параллакс** — видимое смещение более близкого объекта на фоне более далеких при перемещении наблюдателя с одного конца некоторой базы на другой ее конец (рис. 6.26). Например, перемещение Земли по орбите вызывает заметный годичный параллакс у близких звезд, не превышающий, однако,  $1''$ . Если угол параллакса  $p$  мал и выражен в радианах, а длина перпендикулярной к направлению на объект базы составляет «В», то расстояние до объекта равно  $D = B/p$ . При фиксированной базе сам параллактический угол может служить мерой расстояния до объекта. Базой годичного параллакса служит расстояние 1 а. е.

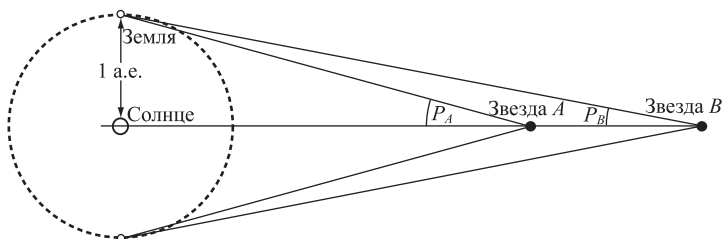


Рис. 6.26. Параллакс звезды зависит от ее расстояния: звезда А ближе к Солнцу, поэтому у ее годичный параллактический угол ( $P_A$ ) больше

Параллаксы, определенные по параллактическому смещению светила, называют *тригонометрическими*. Но часто в виде параллактического угла выражают расстояние до светила, найденное иным, не геометрическим способом. Так появились динамический, спектральный, энергетический, групповой, статистический параллаксы.

В прошлом параллакс обозначали буквами  $\pi$  или  $\varpi$  (это также разновидность  $\pi$ , а вовсе не  $\omega$ ; в некоторых старых шрифтах именно так выглядело  $\pi$ ). Но в последнее время, чтобы не путать с известной математической константой, параллакс стали обозначать буквой  $p$ .

**Парниковый эффект** — повышение температуры поверхности планеты, вызванное тем, что атмосфера осталась прозрачной для приходящего солнечного излучения, но при этом стала непрозрачной для уходящего с планеты инфракрасного излучения. Рост температуры поверхности продолжается до тех пор, пока баланс этих тепловых потоков не восстановится. Источником непрозрачности атмосферы для ИК-излучения обычно служат двуокись углерода и пары воды. Парниковый эффект атмосферы особенно сильно проявляется на Венере, имеющей вследствие этого высокую температуру поверхности (733 К при эффективной температуре планеты около 240 К). Менее сильно парниковый эффект проявляется и на Земле, доводя ее среднюю температуру до 288 К при эффективной около 253 К.

**Парсек** — расстояние до объекта, годичный *параллакс* которого равен  $1''$  (отсюда и название — ПАРаллакс СЕКунда). В старых книгах слово «парсек» сокращали как «пс». После перехода к системе СИ, чтобы не путать с обозначением пикосекунды, парсек сокращают как «пк».  $1 \text{ ПК} = 3,26 \text{ св. года} = 206\,265 \text{ а. е.} = 3,086 \cdot 10^{16} \text{ м}$ . В международных работах кроме стандартного обозначения «рс» разрешается употреблять «rgs», поскольку при отсутствии в типографском наборе больших букв обозначение «рс» не отличить от «рС» (пикокулон). Правда, трудно представить, чтобы в практике могла встретиться подобная неоднозначность.

**Пассажный инструмент** — телескоп, вращающийся лишь вокруг одной горизонтальной оси, ориентированной в направлении восток–запад. Оптическая ось телескопа перпендикулярна оси вращения. Служит для наблюдения объектов, пересекающих небесный меридиан. Собственно пассажные инструменты используют для определения моментов прохождения звезд через меридиан, что позволяет вычислять их прямые восхождения или определять поправки точного времени. Разновидность пассажного инструмента — *меридианный круг*, имеющий высокоточную градусную шкалу («разделенный круг») для измерения склоне-

ний в момент прохождения светилом меридиана, используют для определения экваториальных координат небесных объектов.

**Пепельный свет Луны** — слабое свечение ночной стороны Луны, освещенной солнечным светом, отраженным Землей. Пепельный свет особенно заметен в период малых фаз Луны, сразу после новолуния, когда почти вся освещенная Солнцем поверхность Земли обращена к Луне. С 1994 г. на обсерватории Биг-Бэр (США), а позже и на других обсерваториях началось регулярное высокоточное измерение яркости пепельного света Луны с целью мониторинга альбедо Земли и уже обнаружены его колебания.

**Первичный нуклеосинтез** — формирование атомных ядер, происходившее в течение первых трех минут после Большого взрыва, пока высокая плотность и температура благоприятствовали ядерным реакциям.

**Переменная звезда** — звезда, изменяющая свой видимый блеск. Затменная переменная звезда — двойная система, в которой один компонент периодически закрывает другой от наблюдателя на Земле. Физические переменные звезды, такие как цефеиды, вспыхивающие звезды, новые и сверхновые действительно изменяют свою светимость в результате внутренних процессов. Переменные звезды обозначают в порядке их обнаружения в каждом созвездии. Первую обозначают буквой R, вторую буквой S, затем T, и т. д. После Z идут обозначения RR, RS, RT, и т. д. После ZZ идет AA и т. д. Букву J не используют, чтобы не было путаницы с I. Когда все эти комбинации исчерпываются (всего их 334), то продолжают нумерацию цифрами с буквой V (variable — переменный), начиная с V335. Примеры: S Car, RT Per, V557 Sgr.

**Перигей** — ближайшая к Земле точка орбиты Луны или искусственного спутника.

**Перигелий** — ближайшая к Солнцу точка орбиты планеты или иного тела в Солнечной системе.

**Перилуний** (perilune) — ближайшая к поверхности Луны точка орбиты спутника Луны.

**Период-светимость, соотношение** — связь между абсолютной звездной величиной (т. е. светимостью) и периодом изменения блеска у переменных звезд — цефеид.

**Перицентр** — ближайшая к центральному телу точка эллиптической, параболической и гиперболической орбиты. Корень «центр» можно заменить греческим названием небесного тела. Например, для орбит вокруг Земли говорят *перигей*, а вокруг Солнца — *перигелий*.

**Пиксель или пиксел** — отдельный чувствительный элемент светоприемника, например, ПЗС-матрицы. А также соответствующий элемент изображения, созданного этим светоприемником. Термин pixel происходит от искаженного объединения двух английских слов: picture + element — элемент картинки.

**Плазма** — см. ионизованный газ.

**Планета** — небесное тело, достаточно массивное для того, чтобы собственная гравитация придавала ему сфероидальную форму, но не достаточно массивное для того, чтобы в его недрах протекали термоядерные реакции. Этот диапазон масс приблизительно простирается от 1 % массы Луны до 13 масс Юпитера. Если такое тело обращается вокруг более крупного подобного тела, то его называют спутником (пример — Луна).

**Планета** (классическая) — объект Солнечной системы, достаточно массивный, чтобы под действием собственной гравитации принять гидростатически равновесную (шарообразную) форму и не имеющий рядом со своей орбитой тел сравнимой массы. Этим условиям удовлетворяют только Меркурий, Венера, Земля, Марс, Юпитер, Сатурн, Уран и Нептун.

**Планета-гигант** — крупная планета, по массе близкая к Юпитеру или Сатурну, имеющая низкую среднюю плотность, в основном состоящая из летучих веществ (водород, гелий, кислород и др.).

**Планета земной группы** — одна из четырех ближайших к Солнцу планет, по своим размерам, плотности и внутреннему строению сходная с Землей. В эту группу входят Меркурий, Венера, Земля и Марс. Иногда их называют «внутренними планетами».

**Планета-карлик** (dwarf planet) — новый класс объектов Солнечной системы, введенный 24 августа 2006 г. решением XXVI Генеральной ассамблеи Международного астрономическо-

го союза (14–25 августа 2006 г., Прага). Планета-карлик удовлетворяет следующим условиям:

- обращается вокруг Солнца;
- не является спутником планеты;
- обладает достаточной массой, чтобы сила тяжести превосходила сопротивление вещества, и поэтому тело планеты пребывало в состоянии гидростатического равновесия (а значит, имело форму, близкую к сферической);
- обладает не настолько большой массой, чтобы быть способной расчистить окрестности своей орбиты.

Прототипом планет-карликов стал Плутон (диаметр 2300 км), а самым крупным представителем этого класса (на середину 2007 г.) — Эрида (2400 км), объект пояса Койпера. Третьим и пока последним членом этой группы является Церера ( $975 \times \times 909$  км), ранее считавшаяся крупнейшим астероидом Главного пояса.

**Планетарная туманность** — расширяющаяся газовая туманность вокруг старой звезды, образованная верхними истекающими слоями ее атмосферы. Туманность светится в оптическом диапазоне, поскольку ее газ нагрет ( $T \sim 10$  тыс. К) и возбужден ультрафиолетовым излучением горячего ядра звезды. Первые планетарные туманности были открыты В. Гершелем около 1783 г. и названы так за их внешнее сходство с дисками далеких планет (рис. 6.27). Однако далеко не все планетарные туманности имеют форму диска: многие имеют форму кольца или симметрично вытянуты вдоль некоторого направления (биполярные туманности) (рис. 6.28 и 6.29). Внутри них заметна тонкая структура в виде струй, спиралей, глобул. Скорость расширения планетарных туманностей 20–40 км/с, диаметр 0,01–0,1 пк, типичная масса около 0,1 массы Солнца, время жизни около 10 тыс. лет.

**Планетезимали** (англ. planetesimal, от planet, планета и infinitesimal, бесконечно малая величина) — мелкие твердые тела типа метеороидов и маленьких астероидов (иногда верхней границей их диаметра считают 10 км), состоящие из льдов и тугоплавких веществ, образовавшиеся в протопланетной туманности и послужившие материалом при формировании больших планет, некоторых их спутников и крупных астероидов.

Термин ввели американские ученые — геолог Томас Чемберлин (1843–1928) и астроном Форест Мультон (1872–1952) при разработке космогонической гипотезы, альтернативной небулярной гипотезе Канта и Лапласа. В 1904 г. они предложили





Рис. 6.27. Планетарная туманность Абель 39 (Abell 39), удаленная от нас на 2 кпк и имеющая диаметр около 2 пк. В центре туманности отчетливо виден остаток звезды (яркая точка), сбросившей с себя несколько тысячелетий назад эту чрезвычайно симметричную (вероятно, сферическую) оболочку. Фото обсерватории WIYN, Китт-Пик

приливную гипотезу возникновения Солнечной системы; согласно ей в результате тесного сближения Солнца с другой звездой из них произошел выброс вещества, которое быстро остыло и затвердело, образовав небольшие сгустки — планетезимали. Наиболее крупные сгустки послужили ядрами, вокруг которых путем аккреции мелких планетезималей сформировались планеты и системы их спутников. Позже эту гипотезу развивал английский астрофизик Джеймс Джинс (1877–1946), но она встретила непреодолимые трудности при попытке объяснить большой орбитальный момент планет. Однако термин «планетезимали»

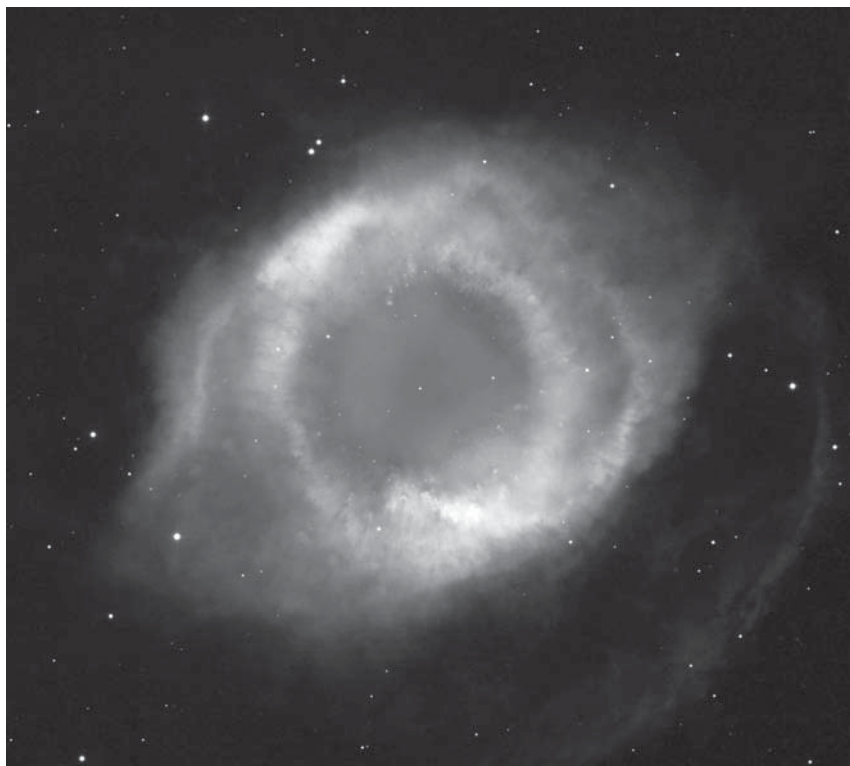


Рис. 6.28. Планетарная туманность «Улитка» (Helix, NGC 7293), удаления от нас всего на 140 пк. Ее поперечник около 0,6 пк; форма, по-видимому, кольцеобразная, а не сферическая. Отчетливо видна неоднородность туманности: вероятно, оболочка сбрасывалась в несколько этапов. Фото обсерватории WIYN (Китт-Пик) и Космического телескопа «Хаббл»

сохранился в астрономии, хотя их происхождение связывают теперь с конденсацией вещества первичной туманности, в центре которой сформировалось Солнце, а на периферии — планеты.

**Планковская система единиц измерения** — «естественная» система, предложенная Максом Планком в 1899 г. Все единицы измерения получаются в ней путем комбинации мировых констант: скорости света ( $c$ ), постоянной тяготения ( $G$ ), постоянной Планка ( $\hbar$ ).

Планковская длина — это масштаб, ниже которого квантовые флуктуации структуры пространства-времени становятся весьма велики; в *теории струн* это характерный размер струны. Планковская масса ( $\sim 10^{-5}$  г) близка к массе небольшой пылинки;

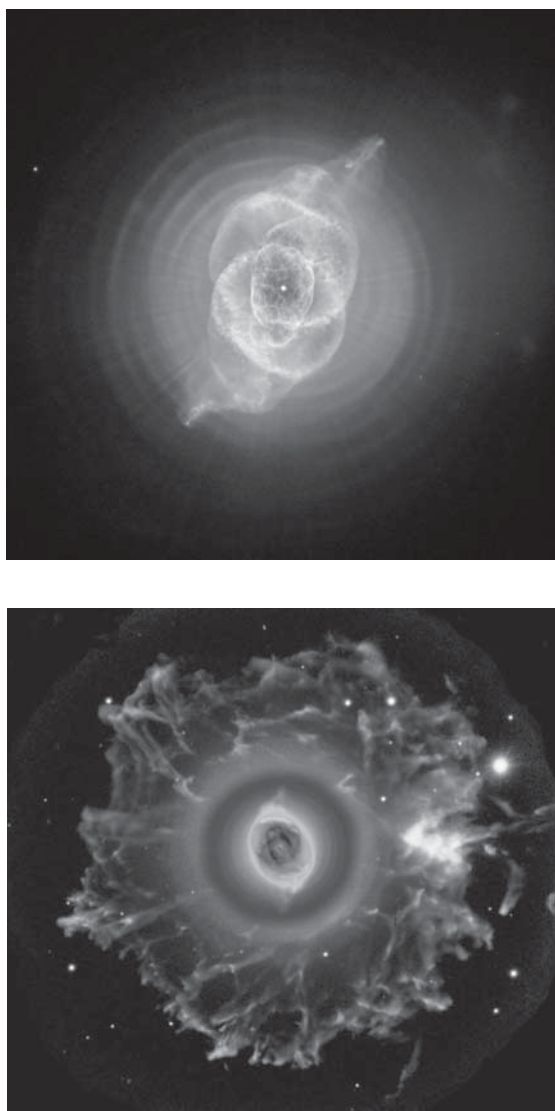


Рис. 6.29. Планетарная туманность «Кошачий глаз» (NGC 6543), удаленная от Солнца почти на 1 кпк. Туманность имеет в целом симметричную, но чрезвычайно замысловатую форму. В ее центре ясно виден молодой белый карлик. Центральная плотная часть туманности (вверху) была сброшена звездой около 10 тыс. лет назад. Но за 40–80 тыс. лет до этого звезда уже активно сбрасывала разреженный газ, окружающий сейчас туманность в виде протяженной «лохматой» оболочки (внизу). Фото Космического телескопа «Хаббл» и Северного оптического телескопа (Канарские острова)

Таблица 6.9. Планковские единицы измерения

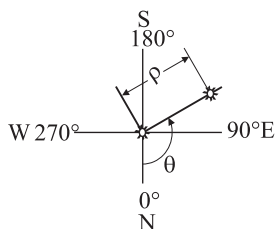
Величина	Численное значение
Длина $l_p = (G\hbar/c^3)^{1/2}$	$1,62 \cdot 10^{-35}$ м
Время $t_p = (G\hbar/c^5)^{1/2}$	$5,39 \cdot 10^{-44}$ с
Масса $m_p = (\hbar c/G)^{1/2}$	$2,18 \cdot 10^{-8}$ кг
Энергия $m_p c^2 = (\hbar c^5/G)^{1/2}$	$1,96 \cdot 10^9$ Дж
Натяжение $m_p l_p / t_p^2 = c^4 / G$	$1,22 \cdot 10^{44}$ Н

это характерная масса колеблющейся струны в теории струн. Планковская энергия (около 500 кВт·ч) — это энергия, которую необходимо сообщить частице для изучения ее структуры и взаимодействий на масштабах планковской длины; в теории струн это характерная энергия колеблющейся струны. Планковское натяжение ( $\sim 10^{40}$  т) — характерное натяжение струны в теории струн.

**Плерион** — один из типов расширяющейся газовой туманности, образовавшейся при взрыве сверхновой звезды (см. *остаток сверхновой*). По наблюдениям в радиодиапазоне все остатки сверхновых делят на два типа: 1) «классические» оболочечные и 2) плерионы. Первые характеризуются ростом радиояркости от центра к периферии, что указывает на концентрацию излучающего вещества в оболочке. Радиояркость плерионов, напротив, увеличивается к центру, что говорит о более или менее равномерном распределении излучающего вещества по объему остатка. Термин «плерион» произошел от греческого «πληρης» или «πληθωρη», что переводится как «заполненный». В английской литературе столь же употребительным является термин «Crab-like», но его русский эквивалент — «подобный *Крабовидной туманности*» — выглядит слишком громоздко.

**Плеяды** — рассеянное звездное скопление (М 45) в созвездии Тельца, 5–7 звезд которого различимы невооруженным глазом и образуют маленький «ковшик» размером чуть больше лунного диска. В народе Плеяды часто называют «Семь сестер». В бинокль в Плеядах видны десятки звезд, а в телескоп можно обнаружить около 500 звезд, принадлежащих скоплению. Девять ярчайших его звезд названы в честь титана Атласа, океаниды Плейоны и их семи дочерей: Альциона, Астеропа, Майя, Меропа, Тайгета, Целено и Электра. Плеяды — одно из ближайших к нам звездных скоплений (410 св. лет); его возраст около 100 млн лет.

**Позиционный угол**, или угол положения ( $\theta$ ) — угол на небесной сфере, который характеризует взаимное расположение



$\rho$  — разделение (расстояние)

$\theta$  — позиционный угол

Рис. 6.30. «Позиционный угол»

двух светил. Для полной характеристики положения его дополняет угловое расстояние между светилами ( $\rho$ ), которое также называют *разделением*. Позиционный угол светила  $B$  относительно светила  $A$  — это угол между дугой  $AB$  и кругом склонений, проходящим через точку  $A$ . Отсчитывается от северной части круга склонений против часовой стрелки от  $0^\circ$  до  $360^\circ$ . Иными словами, это угол между направлением на северный полюс мира и линией  $AB$ , измеренный в градусах в направлении

север–восток–юг–запад. При измерении позиционного угла двойной звезды за основание угла принимают главный (более яркий) компонент.

**Пойнтинга–Робертсона эффект** — торможение тела, движущегося в поле излучения. Причина в том, что в системе координат, связанной с этим телом, у вектора силы светового давления появляется компонент, направленный против вектора скорости тела (см.: *абберация света*). Этот эффект весьма заметно влияет на движение мелких частиц межпланетной пыли: частицы диаметром 10 мкм с круговой орбиты радиусом 3 а.е. падают на Солнце за время  $\sim 10^4$  лет. Крупные частицы менее подвержены этому эффекту, поскольку ускорение светового давления пропорционально площади сечения частицы и обратно пропорционально ее массе. В плазменном аккреционном диске эффект Пойнтинга–Робертсона сильнее действует на электроны, чем на протоны, вызывая их относительное движение, т.е. возбуждая круговой ток и связанное с ним магнитное поле. См.: *Poynting J. Collected Scientific Papers, Cambridge, 1920; Robertson H. MNRAS. 1937. V. 97. P. 423.*

**Показатель цвета** — характеристика спектра излучения звезды; выражается разностью звездных величин, измеренных в двух диапазонах спектра. Впервые был введен в начале XX в., когда выяснилось, что относительная яркость звезд на фотопластинках отличается от наблюдаемой визуально (поскольку наш глаз наиболее чувствителен к желтым лучам, а фотопластинка —

к синим). Более холодные — желтые и красные — звезды выглядят ярче для глаза, а более горячие — белые и голубые — ярче получаются на фотопластинке. Следовательно, цвет звезды указывает ее температуру.

Вначале показатель цвета (Color Index) определили как разность между фотографической и визуальной звездными величинами объекта:  $CI = m_{ph} - m_{vis}$ . Введение трехцветной фотометрической системы  $UBV$  позволило использовать два независимых показателя цвета:  $(B - V)$  и  $(U - B)$ . Поскольку фильтр  $V$  (visual) близок к диапазону чувствительности глаза, а фильтр  $B$  (blue) — к диапазону фотопластинки, то значения показателей  $CI$  и  $(B - V)$  почти совпадают. Шкала звездных величин установлена так, что  $(B - V) = 0$  и  $(U - B) = 0$  для звезд спектрального класса  $A0$  с температурой поверхности около  $10.000$  К. Красные звезды с низкой температурой поверхности имеют показатель цвета от  $+1,0^m$  до  $+2,0^m$ , а у горячих бело-голубых звезд он отрицательный до  $-0,3^m$ . Продвижение в инфракрасный диапазон спектра привело к введению новых стандартных фильтров ( $I, J, K, \dots$ ) и соответствующих им показателей цвета.

Для звезд, спектр которых не искажен межзвездным поглощением света, используется понятие «нормальный цвет» (или «нормальный показатель цвета»). Поскольку он, как и спектральный класс звезды, почти однозначно связан с ее температурой, по виду спектра можно определить нормальный цвет звезды, даже если ее наблюдаемый цвет искажен межзвездным поглощением. Разность наблюдаемого и нормального цветов называют «избытком цвета» (Color Excess): например,  $E_{B-V} = (B - V) - (B - V)_0$ . Его значение как раз и указывает на степень межзвездного поглощения света звезды и позволяет учесть его. В каждом спектральном диапазоне полное поглощение ( $A$ ) обычно считают пропорциональным избытку цвета. Например, в фильтре  $V$  с успехом можно принимать  $A_V = 3,0E_{B-V}$ .

**Покрытие** — прохождение одного небесного объекта на фоне другого, когда более близкий к наблюдателю объект имеет существенно больший угловой размер, нежели далекий. Обычно покрытиями называют *затмения* звезд дисками Луны, планет и астероидов. Представляют интерес и покрытия Луной самих астероидов и планет. Фиксируя моменты покрытий, уточняют теорию движения Луны. Покрытия Луной важны для изучения тонкой структуры космических источников излучения, особенно в тех диапазонах, где аппаратура имеет низкое угловое разрешение: в 1950-е и 60-е гг. это был радиодиапазон, в 1970-е и

80-е — рентгеновский и гамма-диапазоны. Регулярно проводятся оптические наблюдения покрытия звезд Луной для выявления тесных двойных звезд и исследования структуры поверхности звезд-гигантов.

Наблюдая, как изменяется поток излучения от источника в момент его покрытия Луной, можно с высоким угловым разрешением (которое определяется временным разрешением приемной аппаратуры и скоростью движения Луны) измерить одномерное распределение поверхностной яркости источника в направлении, перпендикулярном краю лунного диска. Поскольку следующие покрытия этого источника происходят при несколько изменившихся условиях движения Луны, меняется и «направление сканирования», что позволяет по наблюдениям нескольких покрытий восстановить полную двумерную картину распределения яркости источника, т. е. его изображение.

**Полоса спектра** — определенный диапазон длины волны (или частоты колебаний) в электромагнитном спектре.

**Полутень** — область частичной тени, окружающая конус полной тени во время затмения. А также более светлая кайма, окружающая центральную темную часть солнечного пятна.

**Полюсы** — диаметрально противоположные точки сферы; обычно те две точки, в которых ось вращения сферы пересекает ее поверхность. Ось вращения Земли пересекает земную поверхность в точках северного и южного географических полюсов. Ось мира (параллельная земной оси) пересекает небесную сферу в точках северного и южного полюсов мира. Северным полюсом считают тот, вокруг которого видимое вращение звезд происходит против часовой стрелки.

**Поляризационный светофильтр** — 1) нейтральный фильтр с переменным пропусканием, состоящий из двух поляроидов, скрещенных под регулируемым углом; 2) поляроид, который используется для ослабления фона неба. Рассеянный свет Луны (или Солнца) частично поляризован, а на расстоянии  $90^\circ$  от Луны имеет почти 100% линейную поляризацию. Используя поляризационный светофильтр, можно значительно снизить яркость фона неба в лунные ночи для объектов на некотором угловом расстоянии от Луны.



**Полярная** — довольно яркая ( $2^m$ ) звезда,  $\alpha$  Малой Медведицы, находящаяся в нашу эпоху на расстоянии около  $1^\circ$  от северного полюса мира и поэтому удобная для ориентирования: она всегда указывает направление на север.

**Полярная (или часовая) ось телескопа** — ось вращения в экваториальной монтировке телескопа, направленная на полюс мира, т. е. параллельная оси вращения Земли. Чтобы быть постоянно направленным на одну область неба, телескоп равномерно вращается часовым механизмом вокруг полярной оси вслед за звездами, совершая 1 оборот за 1 звездные сутки.

**Попытное движение**, или *обратное движение* — видимое перемещение планет на фоне звезд с востока на запад, т. е. в направлении, обратном перемещению Луны и Солнца. Кинематические причины попятного движения у внутренних и внешних (по отношению к орбите Земли) планет разные. Движение внутренних планет — Меркурия и Венеры — меняется с пря-

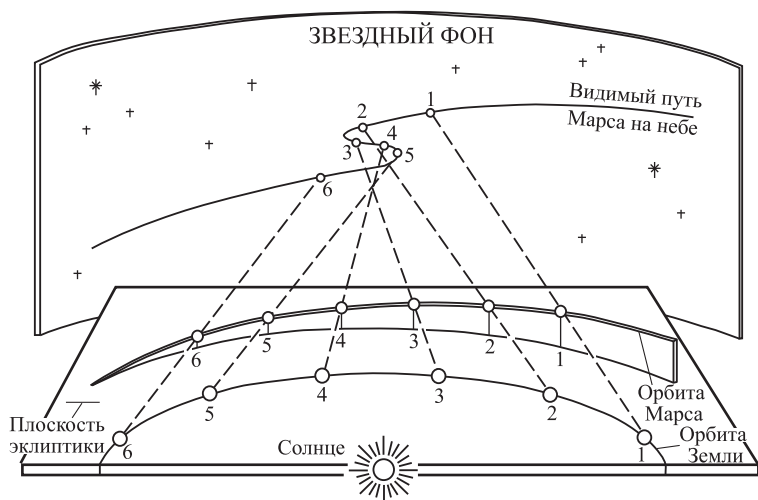


Рис. 6.31. Попытное движение Марса в период противостояния

мого на попятное и обратно в силу того, что земной наблюдатель находится вне их орбиты; при этом движение самого наблюдателя не имеет решающего значения. Напротив, попятное движение внешних планет наблюдается лишь по причине перемещения самой Земли, опережающей внешнюю планету в эпоху ее *противостояния*. С точки зрения земного наблюдателя,

внешняя планета большую часть времени перемещается с запада на восток, но незадолго до противостояния останавливается и начинает двигаться с востока на запад, достигая максимальной скорости в момент противостояния. Через некоторое время ее попятное движение прекращается и после *стояния* сменяется прямым. Существование попятного движения прямо связано с законом тяготения Ньютона, из которого следует, что с удалением от Солнца уменьшается скорость движения планет по круговым орбитам.

**Постоянная Хаббла** (или *параметр Хаббла*) — см. *закон Хаббла*.

**Пояс астероидов** (или *Главный пояс астероидов*) — область Солнечной системы шириной около 0,5 а.е. между орбитами Марса и Юпитера, где обнаружено большинство *астероидов*.

**Пояс Койпера** (или *пояс Эджворта–Койпера*) — область Солнечной системы за орбитой Нептуна, на расстоянии от 30 до 50 а.е. от Солнца, населенная планетами-карликами (Плутон, Эрида и др.), а также небольшими объектами типа астероидов и ядер комет. К 2007 г. их было открыто уже более 1200. Диаметры большинства из них превышают 100 км, в некоторых случаях достигают 1000 км, а рекордсмены (134340 Плутон и Эрида = 2003 UB313) имеют диаметр около 2500 км. Некоторые крупные объекты имеют спутники.

Существование этого скопления занептунианских тел подозревали давно. Ирландский инженер Кеннет Эджворт (К.Е. Edgeworth) в 1943 и 1949 гг. и американский астроном Джерард Койпер (G.P. Kuiper) в 1951 г. высказали предположение, что за орбитами планет-гигантов, на расстоянии 35–50 а.е. от Солнца существует область, поставляющая во внутреннюю часть Солнечной системы короткопериодические кометы. Долгое время там не удавалось найти ни одного объекта кроме Плутона (1930 г.) и его спутника Харона (1978 г.). Правда, систематические поиски далеких объектов привели в 1977 г. к открытию нового класса малых тел между орбитами Юпитера и Нептуна (см.: Кентавры).

В конце 1992 г. Дейвид Джюит (D. Jewitt) и Джейн Луу (J. Luu) из Гавайского университета в Гонолулу обнаружили первый «транснептунианский объект» (TNO — Transneptunian Objects) диаметром около 280 км, получивший обозначение 1992 QB1. К 1995 г. обнаружили еще 17 малых планет за орбитой

Нептуна. Из них 8 на расстояниях 40–45 а.е. от Солнца, т.е. даже за орбитой Плутона. К марту 1999 г. было открыто уже 113 транснептунианских объектов. Все они обращаются вокруг Солнца в прямом направлении, как большие планеты. По параметрам орбит их разделили на два класса. Более половины отнесли к классическим объектам пояса Койпера (КВО — Kuiper Belt Object), которые в своем орбитальном движении не входят в резонанс с Нептуном. Некоторые астрономы называют их объектами Эджворта–Койпера (ЕКО). Предлагается для них и название «кьюбиваны» (cubewano), происходящее от обозначения первого объекта этой группы (15760) 1992 QB1. Почти круговые орбиты этих тел лежат в области 40–50 а.е. от Солнца, а плоскости орбит наклонены к эклиптике менее чем на  $40^\circ$ .

Около 1/3 планеток объединили в класс «плутино» (Plu — plutino, т.е. «плутончики»). Большие полуоси их орбит близки к 39,5 а.е., а значит, их орбитальный период (248 лет, как у Плутона) связан с орбитальным периодом Нептуна как 3:2. Возможно, именно эта резонансная связь с планетой-гигантом служит стабилизирующим фактором движения плутино: некоторые из них пересекают орбиту Нептуна, но никогда не сближаются с ним, как и сам Плутон. В эту группу наряду с Плутоном входят 90482 Orcus, 28978 Ixion, 38083 Rhadamanthus, 38628 Нуга и др.

Несколько объектов не вписались в указанную классификацию. Движение шести из них также имеет резонансный характер по отношению к Нептуну, но с отношением периодов 4:3, 5:3 или 5:4. Прочие объекты не попадают ни в один из классов. Внешней границей пояса Койпера служит расстояние (около 50 а.е.), на котором существует орбитальный резонанс 2:1 с Нептуном. За этой границей число объектов резко уменьшается. Первым в этой области, названной «рассеянным диском» (scattered disc) был обнаружен объект 1996 TL66, имеющий весьма вытянутую ( $e = 0,58$ ) орбиту с большой полуосью 84 а.е. и удаляющийся от Солнца в афелии втрое дальше Плутона. Он стал родоначальником особого класса объектов рассеянного диска (scattered disc object, SDO).

Объекты за Нептуном пока трудно отнести к какому-либо классу малых тел Солнечной системы — к каменистым астероидам/планетам или к ледяным ядрам комет. Новооткрытые тела в большинстве своем имеют диаметры от 100 до 1000 км и очень темную красноватую поверхность, что указывает на ее древний состав и возможное присутствие органических соединений. Судя по оценкам, это скопление малых тел в сотни раз массивнее пояса астероидов, расположенного между орбитами Юпитера и

Марса, но уступает по массе гигантскому кометному облаку Оорта, простирающемуся на тысячи астрономических единиц от Солнца. Возможно, пояс Койпера представляет остаток протопланетной туманности, из которой сформировалась Солнечная система.

После 1995 г. стали высказываться предложения, что Плутон было бы правильнее называть не «самой маленькой планетой», а «крупнейшим членом пояса Койпера». Действительно, Плутон диаметром 2300 км и его спутник Харон диаметром 1200 км некоторое время лидировали в поясе Койпера по размеру и массе. Но затем там были найдены подобные им объекты, например, Хаос (1998 WH24, Chaos), Варуна (2000 WR106, Varuna), Иксион (2001 KX76, Ixion), Квавар (2002 LM60, Quaoar), Седна (2003 VB12, Sedna), диаметры которых оцениваются в 900–1800 км. Наконец, был обнаружен наиболее крупный из них — 136199 Эрида (2003 UB313, Eris) диаметром около 2400 км, превышающий размер Плутона. Некоторые крупные объекты пояса Койпера даже имеют свои спутники, так что это полноправные, хотя и небольшие, планеты. В то же время, Плутон теперь уже нельзя считать даже крупнейшим в поясе Койпера. Поэтому на 26-й Генеральной ассамблее МАС (Прага, август 2006 г.) Плутон был лишен звания планеты и стал прототипом нового класса планет-карликов, к числу которых отнесены и крупнейшие объекты пояса Койпера. Помимо этого Плутон занесен в список именованных малых планет под именем 134340 Pluto и отнесен к классу транс-нептуновых объектов, к подклассу плутино.

**Предел Оорта** — верхний предел средней плотности Галактики в окрестности Солнца, вытекающий из частоты колебания звезд поперек галактической плоскости; составляет  $0,18M_{\odot} \text{ пк}^{-3} = 1,2 \cdot 10^{-23} \text{ г/см}^3 = 7,3 \text{ Н/см}^3$ .

**Прецессия** — коническое движение земной оси вокруг полюса эклиптики с периодом около 25800 лет и раскрывом конуса около  $23,5^{\circ}$ , вызванное гравитационным влиянием Луны и Солнца на экваториальное вздутие Земли. Вследствие прецессии небесный экватор поворачивается с тем же периодом в направлении суточного движения светил, а точки его пересечения с эклиптической (точки равноденствия) перемещаются навстречу видимому годичному движению Солнца по эклиптике со скоростью около  $50''$  в год, делая более ранними (т.е. предвеляя) моменты равноденствий. Слово «прецессия» происходит от латинского *praecessio* — предварение.

Предварение равноденствий делает тропический год короче сидерического (звездного) года. К тому же, медленное изменение ориентации небесного экватора и перемещение точки весеннего равноденствия вызывает изменение экваториальных координат всех небесных светил. Именно поэтому в астрономических каталогах и атласах указывается эпоха, для которой приведены координаты звезд.

Описанный выше эффект иногда называют *лунно-солнечной прецессией*, желая отделить его от другого эффекта, также влияющего на положение точки весеннего равноденствия. Речь идет об изменении ориентации плоскости земной орбиты (эклиптики) под влиянием притяжения планет. Этот эффект называют *планетной прецессией*; она уменьшает прямое восхождение всех звезд примерно на  $0,13''$  в год. Суммарное действие лунно-солнечной прецессии и планетной прецессии называют *общей прецессией*. Она изменяет положение эклиптики, экватора и точки весеннего равноденствия.

**Проницающая способность (проницающая сила) телескопа** — предельная звездная величина объектов, которые уверенно можно зарегистрировать данным телескопом. Зависит от многих факторов, важнейшие из которых — размер объектива и качество даваемого им изображения, чувствительность (квантовый выход) приемника света, оптическое качество атмосферы в месте наблюдения. При наблюдении глазом в небольшой телескоп в ясную безлунную ночь проницающую силу можно оценить как  $m = 2 + 5 \lg D$ , где  $D$  — диаметр объектива в миллиметрах. Проницающая способность лучших (крупнейших) телескопов с использованием электронных приемников света приближается к  $30^m$ .

**Противосияние** — очень слабое и неясное свечение на ночном небе, в области, противоположной Солнцу. Возникает из-за рассеяния солнечных лучей на частицах космической пыли.

**Противостояние** — такое расположение планеты, когда ее эклиптическая долгота отличается на  $180^\circ$  от долготы Солнца. В противостоянии планета пересекает небесный меридиан в полночь, располагается ближе всего к Земле и имеет максимальный блеск.

**Протозвезда** — звезда на завершающем этапе своего формирования, вплоть до момента загорания термоядерных реакций

в ядре, после которого сжатие протозвезды прекращается и она становится звездой главной последовательности.

**Протуберанец** — плотное, волокнистое и клочковатое облако газа в солнечной короне, которое выглядит красным и ярким при наблюдении солнечного лимба, а при наблюдении солнечного диска в сильных спектральных линиях выглядит темным и узким волокном. Протуберанцы — это облака хромосферного вещества, поднятые в солнечную корону и удерживаемые от падения давлением магнитного поля.

**Прохождение** — видимое пересечение светилом какой-либо линии или области на небе. Под прохождением звезды обычно понимают пересечение ею небесного меридиана. Прохождение Меркурия или Венеры происходит по диску Солнца, когда планета видна на его фоне как черное пятнышко. Последнее прохождение Меркурия было 8 ноября 2006 г., а ближайшее прохождение Венеры будет — 6 июня 2012 г. Когда диск Луны заслоняет какую-либо планету или иной небесный объект, говорят о прохождении Луны или *покрытии* объекта Луной.

**Прямое восхождение** — одна из координат в экваториальной системе. Угол, измеряемый в сторону годичного движения Солнца вдоль небесного экватора от точки весеннего равноденствия до меридиана, проходящего через полюс мира и небесное светило.

**Прямой фокус** — фокус объектива телескопа. Для рефлекторов — фокус главного зеркала.

**Пульсар** — астрономический объект, испускающий мощные, строго периодические импульсы электромагнитного излучения. Первыми были открыты радиопульсары, а затем обнаружались оптические, рентгеновские и гамма-пульсары, причем это оказались одни и те же объекты — нейтронные звезды. У каждого из пульсаров свой период пульсаций: они лежат в диапазоне от 640 импульсов в секунду до одного импульса за 5 с. Периоды большинства пульсаров составляют от 0,5 до 1 с. Энергия, излучаемая в импульсах, составляет лишь малую долю энергии, непрерывно излучаемой пульсаром. Строгая периодичность импульсов является следствием вращения пульсара. Вращение же служит источником излучаемой энергии; это следует из того,

что промежутки между импульсами у всех пульсаров медленно возрастают, а значит вращение звезды замедляется.

Первый пульсар открыли случайно в 1967 г. астрономы Кембриджского университета — аспирантка Джоселин Белл и ее руководитель профессор Энтони Хьюиш. Но отнюдь не случайным было то, что пульсары открыли именно эти ученые: именно они создали и в те дни испытывали новый радиотелескоп с уникальной аппаратурой для регистрации быстро переменного космического излучения. Правда, причиной переменности предполагались мерцания радиосигналов от далеких галактик и квазаров, проходящих сквозь неоднородности межзвездной и межпланетной плазмы (подобно тому, как мерцают изображения звезд, наблюдаемых сквозь неоднородную атмосферу Земли). Но когда вместо хаотически меняющихся сигналов ученые неожиданно обнаружили цепочки импульсов, приходящих с четкой периодичностью, они поняли, что натолкнулись на совершенно новое явление. Исследовав одну за другой множество возможных причин, в том числе и прием сигналов внеземного разума, астрономы остановились на единственно возможном объяснении — источником периодических импульсов служат быстро вращающиеся нейтронные звезды, предсказанные теоретиками еще в 1939 г. За открытие радиопульсаров Э.Хьюиш был награжден Нобелевской премией в 1974 г.

Первый пульсар получил обозначение CP 1919, что значит «кембриджский пульсар» (Cambridge Pulsar), имеющий прямое восхождение 19 часов 19 минут. Сразу после открытия в поиски пульсаров включились крупнейшие радиообсерватории мира, давая обнаруженным объектам обозначения по своим каталогам. К 1975 г. было обнаружено 150 пульсаров. Для унификации их все стали обозначать буквами PSR с указанием прямого восхождения (до минут) и склонения (до градуса). Теперь первый пульсар имеет обозначение PSR 1919+21; он имеет период 1,3373 с и длительность импульса 0,037 с. Наиболее детально исследован пульсар PSR 0531+21, расположенный в Крабовидной туманности. Эта нейтронная звезда делает 30 оборотов в секунду (период пульсара 0,033 с); она родилась менее тысячи лет назад, вспышку сверхновой на этом месте в созвездии Тельца наблюдали на Земле в 1054 г. Радиоастрономы всего мира продолжают поиски пульсаров в нашей и соседних галактиках. В ноябре 1998 г. в Паркской обсерватории (Австралия) был открыт 1000-й радиопульсар. К началу 2008 г. обнаружено около 1800 радиопульсаров. Полный каталог см. на [www.atnf.csiro.au/research/pulsar/psrcat/](http://www.atnf.csiro.au/research/pulsar/psrcat/).



**Равноденствия точки** — две точки небесной сферы, в которых эклиптика пересекает небесный экватор. Переходя из южного полушария в северное, Солнце проходит через точку весеннего равноденствия 20 или 21 марта, а обратно — через точку осеннего равноденствия 22 или 23 сентября. В эти дни по всей Земле Солнце перемещается по небу от восхода до заката почти ровно за 12 часов и, следовательно, везде продолжительность дня и ночи одинакова. Через точку весеннего равноденствия (старое название — «начальная точка Овна», знак  $\Upsilon$ ) проходят нулевые меридианы в эклиптической и экваториальной системах координат. Когда астрономия складывалась как наука, около 2000 лет назад, эта точка располагалась в созвездии Овна. В результате прецессии она переместилась примерно на  $20^\circ$  к западу и теперь находится в созвездии Рыб. Точка осеннего равноденствия раньше была в Весах (знак  $\text{♎}$ ), а теперь в Деве.

**Радиальная скорость** — см. лучевая скорость.

**Радикант** — точка перспективы, из которой кажутся выходящими объекты, параллельно движущиеся в сторону наблюдателя, или в которой сходятся траектории объектов, удаляющихся от наблюдателя. Например, для потока параллельных метеоров это точка на небе, из которой они выходят, т.е. в которой пересекаются их продолженные назад траектории.

**Радиационные пояса** — внешние слои атмосферы планеты, в которых, благодаря ее магнитному полю, удерживаются и накапливаются заряженные частицы высоких энергий (десятки и сотни МэВ). Земное магнитное поле улавливает частицы солнечного ветра (протоны и электроны) и формирует вокруг Земли две заполненные ими тороидальные области на высотах около 4000 и 17000 км от поверхности Земли. В англоязычной литературе их нередко называют поясами Ван Аллена в честь физика, приборы которого, установленные на первых американских спутниках, позволили открыть первый (внутренний) радиационный пояс. Практически одновременно его обнаружили и советские физики. Самыми мощными радиационными поясами среди планет обладает Юпитер.

**Радиогалактика** — галактика, отличающаяся необычно сильным радиоизлучением. Обычно это крупные массивные галактики с плотной центральной областью — ядром. У наиболее мощных радиогалактик светимость в радиодиапазоне превышает

шает оптическую светимость. Механизм их радиоизлучения синхротронный, т.е. связан с движением в магнитном поле энергичных электронов, выброшенных из активного ядра галактики. Ближайшие радиогалактики — Кентавр А (NGC 5128) и Дева А (NGC 4486).

**Разрешающая сила**, или разрешение, — мера того, насколько мелкие детали можно различить у объекта наблюдения с помощью данного оптического инструмента. Если две звезды видны в телескоп по отдельности на взаимном расстоянии не менее  $Q$  угловых секунд, то  $Q$  называют «предельным углом разрешения» (или просто разрешением) телескопа, а обратную ему величину  $1/Q$  — разрешающей силой телескопа. Для идеального объектива при отсутствии атмосферного размытия изображений в качестве  $Q$  принимают угловой радиус первого темного кольца в изображении удаленного точечного источника, т.е. радиус диска Эри, иными словами — расстояние первого минимума функции рассеяния точки (ФРТ) данного объектива. (См.: Дифракция света.)

**Рассеянные скопления** — звездные скопления в дисках спиральных и неправильных галактик, обычно состоящие из нескольких сотен или тысяч звезд молодого или умеренного возраста (10–100 млн лет). Имеют меньшую плотность и выглядят более разреженными, чем *шаровые скопления*. Их устаревшее название «галактические скопления» указывает на их видимую концентрацию к плоскости Галактики, т.е. к Млечному Пути. Поскольку в области Млечного Пути велико межзвездное поглощение света, рассеянные скопления в Галактике открыты и изучены весьма неполно: их популяция с высокой полнотой прослежена лишь до расстояния 700–800 пк от Солнца, а дальше известны только отдельные (наиболее молодые и богатые) скопления. Всего обнаружено около 1800 рассеянных скоплений, а исследовано из них около 800.

Англоязычное название рассеянных скоплений (open cluster) иногда в научно-популярной литературе неверно переводят как «открытое скопление»: такого термина в современной русскоязычной астрономии нет.

**Регмаглипты** (от греч. *rhégma*, трещина, царапина, рана и *glyptós*, вырезанный, изваянный) — мелкие углубления на поверхности метеоритов, возникающие при их быстром движении в атмосфере планеты.

**Реголит** — рыхлый материал, покрывающий поверхность небольших безатмосферных планет (Меркурий, Луна, и т.п.) и астероидов. Формируется под воздействием внешних факторов, в основном — метеоритной бомбардировки, приводящей к дроблению, плавлению, испарению, перемешиванию и спеканию вещества.

**Реликтовое излучение** — электромагнитное излучение, приходящее с одинаковой интенсивностью со всех областей неба и имеющее спектр, соответствующий тепловому излучению при температуре  $2,725 \pm 0,002$  К. Поскольку источник реликтового излучения лежит дальше всех известных объектов, а максимум в спектре приходится на длину волны 1 мм, его называют также «микроволновым фоновым излучением» или «космическим микроволновым фоном». Существование теплового излучения с температурой в несколько кельвинов было предсказано в 1946 г. Георгием Гамовым при разработке модели горячей Вселенной, а открыли его в 1965 г. радиоастрономы Арно Пензиас и Роберт Вилсон (США). Реликтовое излучение возникло около 14 млрд лет назад, когда Вселенная в целом была значительно плотнее и горячее, чем в нынешнюю эпоху. Тогда это было оптическое излучение горячего газа с температурой в несколько тысяч кельвинов, практически однородно заполнявшего всю Вселенную. В ходе расширения Вселенной температура реликтового излучения уменьшилась примерно в тысячу раз.

Точные измерения показали, что температура реликтового излучения в разных точках неба не совсем одинакова. Заметнее всего проявляется дипольная составляющая, связанная с эффектом Доплера. Солнечная система движется так, что амплитуда дипольной составляющей температуры реликтового излучения  $\Delta T = 3,35$  мК; это соответствует скорости движения  $V = 366$  км/с. Двигается Солнце относительно излучения в направлении границы созвездий Льва и Чаша, к точке с экваториальными координатами  $\alpha = 11^{\text{h}}12^{\text{m}}$  и  $\delta = -7,1^\circ$  (эпоха J2000,0); что соответствует галактическим координатам  $l = 264,26^\circ$  и  $b = 48,22^\circ$ .

Учет движения самого Солнца в Галактике показывает, что относительно всех галактик Местной группы Солнце движется со скоростью  $316 \pm 5$  км/с в направлении  $l = 93 \pm 2^\circ$  и  $b = -4 \pm 2^\circ$ . Поэтому движение самой Местной группы относительно реликтового излучения происходит со скоростью 635 км/с в направлении около  $l = 269^\circ$  и  $b = +29^\circ$  (т.е.  $\alpha = 10^{\text{h}}40^{\text{m}}$ ,  $\delta = -25^\circ$ ; центр созвездия Гидры). Это примерно под углом  $45^\circ$

относительно направления на центр скопления галактик в Деве (Virgo).

Угловые флуктуации температуры реликтового излучения имеют также мелкомасштабную составляющую ( $1-0,1^\circ$ ) значительно меньшей амплитуды (30–80 мкК), связанную с первичными акустическими волнами, заполнявшими однородную Вселенную до эпохи рекомбинации ( $z = 1400$ ,  $t = 380$  тыс. лет).

**Рефлектор** — телескоп, в котором в качестве объектива применяется вогнутое зеркало. Форма зеркала может быть сферическая, параболическая или гиперболическая в зависимости от конструкции телескопа. Кроме главного зеркала для создания изображения часто используется небольшое «вторичное» зеркало (выпуклое или вогнутое), размещенное вблизи фокуса главного зеркала, а также плоские зеркала, выводящие фокальную плоскость за пределы трубы телескопа.

**Рефрактор** — телескоп, в котором в качестве объектива применяется линза. Обычно объектив из одной линзы используют лишь в простых любительских телескопах или в специальных приборах, где требуется минимальное рассеяние света (например, солнечный внезатменный коронограф). В большинстве телескопов-рефракторов используют сложные ахроматические объективы, содержащие несколько линз из разных сортов стекла; такая комбинация линз позволяет существенно снизить хроматическую аберрацию объектива. (См.: Абберрация хроматическая.)

**Рефракция атмосферная** — преломление в атмосфере планеты световых лучей, приходящих от объектов наблюдения. В результате атмосферной рефракции направление лучей, достигших наблюдателя, отличается от первоначального. Говоря «астрономическая рефракция», имеют в виду наблюдения с поверхности планеты удаленных объектов, находящихся далеко за пределом атмосферы. Вследствие астрономической рефракции наблюдаемая высота светила над горизонтом немного увеличивается.

Степень рефракции зависит от угла падения луча на границу атмосферы: при наблюдении светила в зените рефракция отсутствует, а у горизонта достигает максимального значения в  $35'$  (для наблюдателя на уровне моря). Это чуть больше диаметра диска Луны или Солнца; поэтому, когда мы видим, что диск

Солнца коснулся горизонта, в действительности он уже скрылся за ним.

Поскольку угол рефракции зависит от зенитного расстояния светила и длины волны излучения (от которой зависит показатель преломления воздуха), то существует понятие дифференциальной атмосферной рефракции — разницы в углах рефракции двух светил (или частей одного протяженного светила), зависящей от различия их зенитных расстояний (дистанционная часть) и цвета (хроматическая часть). Дистанционная дифференциальная рефракция отчетливо видна при наблюдении Солнца у горизонта: его диск сплюснен по вертикали, причем снизу сильнее, чем сверху. Хроматическая дифференциальная рефракция (или атмосферная дисперсия) приводит к тому, что изображение звезды вытягивается в маленькую вертикальную полоску спектра, ориентированную голубым концом к зениту. Этот эффект вносит ошибку при измерении расстояний между звездами, имеющими разный цвет (особенно важно учитывать этот эффект при измерении расстояний между компонентами двойных звезд, чтобы верно определять их орбиты). Этот же эффект объясняет *зеленый луч* Солнца.

**Сарос** — интервал времени (около 18 лет 11,3 сут., или 18 лет 10,3 сут., если за это время было 5 високосных лет), по прошествии которого повторяется цикл солнечных и лунных затмений. В течение одного сароса в среднем происходит 71 затмение (от 64 до 78); обычно бывает 43 солнечных (от 39 до 48, из них около 10 полных) и 28 лунных (от 25 до 30). Поскольку сарос превышает целое число суток примерно на 8 часов, зона видимости соответствующего затмения в следующем саросе смещается по поверхности Земли на  $120^\circ$  к западу. По прошествии трех саросов затмения наблюдаются вновь примерно в тех же местах Земли.

**Сближение** (англ. *appulse*) — видимое прохождение одного небесного объекта вблизи другого на небесной сфере.

**Сверхскопление галактик** — скопление скоплений галактик.

**Сверхвселенная** (англ. *multiverse*) — совокупность отдельных вселенных, ансамбль вселенных; гипотетическое обобщение, в котором наша Вселенная является лишь одной из огромного числа самостоятельных вселенных. Термин в английском язы-

ке родился недавно, поэтому его русский перевод не устоялся: предлагаются варианты — мультимир, мультивселенная, мультиленная, множественная Вселенная, многоликая Вселенная, Метавселенная, Большая вселенная. Составляющие ее отдельные вселенные, одной из которых является наша Вселенная, иногда называют минивселенными.

**Сверхновая** — звезда, блеск которой при вспышке в течение нескольких суток увеличивается на десятки звездных величин (т.е. в миллионы и даже миллиарды раз), а затем постепенно спадает в течение нескольких месяцев или лет. Первоначально все звезды, блеск которых внезапно увеличивался в сотни и более раз, называли «новыми», поскольку они появлялись в тех точках на небе, где ранее не было заметно звезд. Но когда была установлена внегалактическая природа некоторых туманностей, названных позже галактиками, стало ясно, что вспыхивающие в них звезды значительно превосходят обычные новые. Для них астрономы Фриц Цвикки (1898–1974) и Вальтер Бааде (1893–1960) предложили название «сверхновые звезды». Обычно к сверхновым относят вспышки с мощностью оптического излучения  $> 10^{34}$  Вт.

Наиболее известные сверхновые называют по именам опиравших их вспышку астрономов (Сверхновая Тихо, Сверхновая Кеплера), по названиям созвездий, в которых они вспыхивали: Сверхновая Орла, Сверхновая Кассиопеи, ...или по году вспышки: Сверхновая 1054 г., Сверхновая 1987а, где буква в порядке латинского алфавита указывает очередность открытия сверхновой в данном году. В каталогах сверхновые обозначают буквами SN (supernova), например, SN 1972е. В нашей Галактике последние сверхновые наблюдали незадолго до изобретения телескопа (Тихо Браге в 1572 г. и И. Кеплер в 1604 г.), а в других галактиках их наблюдают регулярно; в каталоги занесено уже более 1500 вспышек, причем в некоторых галактиках их наблюдали неоднократно.

Причиной вспышки звезды как сверхновой служит ее взрыв на заключительном этапе эволюции, почти полностью разрушающий звезду (см.: *Остаток сверхновой*, *Нейтронная звезда*, *Пульсар*).

**Светимость** — мощность излучения небесного тела, т.е. количество энергии, излучаемой им за единицу времени. Измеряется в ваттах ( $1 \text{ Вт} = 1 \text{ Дж/с} = 10^7 \text{ эрг/с}$ ). Говоря о светимости, обычно уточняют диапазон спектра (оптическая светимость,

радиосветимость) или указывают, что речь идет о суммарной мощности излучения во всех диапазонах (полная, или интегральная светимость). Поток энергии, уносимый частицами, также часто называют светимостью, например, нейтринная светимость звезды.

**Световой год** — расстояние, которое свет проходит в вакууме за 1 земной (тропический) год; составляет  $9,46 \cdot 10^{15}$  м, или 0,307 пк.

**Светоделитель** — оптический элемент, разделяющий падающий поток излучения на два отдельных потока. Например, полупрозрачное плоское зеркало, призма Николя, призма Волластона.

**Свечение атмосферы** — излучение атомов и молекул в атмосфере Земли. Одна из составляющих ночного *фона неба*.

**Сезоны** — четыре интервала времени, составляющие год: весна, лето, осень и зима; астрономы считают, что они начинаются, когда центр Солнца проходит одну из критических точек эклиптики, соответственно, весеннего равноденствия, летнего солнцестояния, осеннего равноденствия и зимнего солнцестояния.

**Сейфертовские галактики** — тип спиральных галактик, имеющих активные ядра. Назван в честь американского астронома Карла Сейферта (1911–1960), впервые детально исследовавшего такие галактики в 1940–42 гг. на обсерватории Маунт Вилсон (США). Особенностью сейфертовских галактик является яркое и очень компактное (звездообразное) ядро с широкими линиями излучения в его спектре. Наличие этих линий указывает на присутствие в ядре большого количества горячего ( $T \sim 10^4$  К) межзвездного газа, движущегося с характерной скоростью в тысячи км/с. К числу сейфертовских принадлежат около 1 % спиральных галактик.

**Секунда** — единица времени, равная промежутку времени, за который происходит ровно 9 192 631 770 колебаний излучения, соответствующего переходу между двумя сверхтонкими уровнями основного состояния атомов единственного стабильного изотопа цезия ( $^{133}\text{Cs}$ ). Длительность этой атомной секунды подобрана так, чтобы средние солнечные сутки равнялись 86400 с.



**Серебристые облака** — светлые полупрозрачные облака, которые иногда видны на фоне темного неба летней ночью в средних и высоких широтах. Международное название — *noctilucent clouds*. Они образуются у верхней границы мезосферы, на высотах 80–90 км и освещаются Солнцем из-под горизонта. Центрами конденсации влаги при этом, вероятно, служат частицы метеоритной пыли.

**Сжатие планеты** — см. «сплюснутость планеты».

**Сидерический период** — период обращения тела по орбите или его вращения вокруг собственной оси, определенный в невращающейся системе координат, т. е., как было принято говорить, относительно звезд (лат. *sidus*, род. падеж *sideris*, звезда, небесное светило). Иными словами, сидерический период — это время, которое затрачивает планета на один орбитальный (или суточный) оборот, начиная и заканчивая его на линии, проведенной из центра Солнца в фиксированном направлении на небесной сфере.

**Сидеростат** (лат. *sidus (sideris)*, звезда + греч. *statos*, стоящий) — вспомогательное плоское зеркало перед объективом неподвижного телескопа, позволяющее ему следить за небесными объектами. Оптическая ось телескопа направлена в полюс мира, а зеркало сидеростата вращается вокруг этой оси с периодом в 24 часа, отслеживая суточное движение небосвода. Для наведения на конкретный объект меняют наклон зеркала по склонению. Исторически сидеростат предшествовал целостату. В основном их используют для наблюдений Солнца: целостат — в горизонтальных и вертикальных телескопах, а сидеростат — в наклонных (полярных). Преимущество сидеростата — одно зеркало (у целостата их 2); недостаток — вращение изображения объекта в фокусе телескопа.

**Синодический период обращения** (греч. *synodos*, соединение) — время, которое затрачивает планета на один орбитальный оборот, начиная и заканчивая его на линии, проведенной от центра Земли к центру Солнца. То есть это период обращения небесного тела по орбите, определенный с позиции земного наблюдателя. Из-за движения Земли по орбите он не совпадает с сидерическим периодом обращения.

Синодический период обращения планеты вокруг Солнца равен времени между ее двумя последовательными одноименными

конфигурациями, например, нижними соединениями. То есть синодический период обращения планеты совпадает с периодом изменения ее фаз. Для движения по круговым орбитам можно получить связь между синодическим ( $S$ ) и сидерическим ( $T$ ) периодами обращения планеты: для нижних планет  $1/S = 1/T - 1/T_{\odot}$ , для верхних планет  $1/S = 1/T_{\odot} - 1/T$ , где  $T_{\odot}$  — сидерический период Земли, т. е. 1 звездный год.

Иногда говорят и о синодическом периоде вращения. Так, синодический период вращения экваториальных слоев Солнца — 26,8 суток, а сидерический — 25,4 сут.

**Система мира Коперника** — предложенная Николаем Коперником схема движения Земли и других планет вокруг Солнца. На этой гелиоцентрической модели основано наше нынешнее представление о Солнечной системе.

**Система мира Птолемея** — описанная древнегреческим астрономом Птолемеем система движения небесных тел, в которой Солнце, Луна и планеты обращаются вокруг неподвижной Земли. На смену ее пришла система мира Коперника.

**Склонение** — одна из координат в экваториальной системе; угловое расстояние светила к северу (со знаком «+») или к югу (со знаком «-») от небесного экватора.

**Скопление** — группа звезд или галактик, составляющая устойчивую систему вследствие взаимного гравитационного притяжения. Среди скоплений звезд различают шаровые и рассеянные; среди скоплений галактик — правильные и неправильные. Рассеянные звездные скопления и неправильные скопления галактик обычно содержат не более 1000 объектов, слабо концентрирующихся к центру скопления. Шаровые звездные скопления и правильные скопления галактик имеют сферическую форму и часто содержат более 10 тыс. объектов, которые сильно концентрируются к центру скопления, образуя плотное ядро.

**Скорость круговая** — см. *космические скорости*.

**Скорость параболическая** — см. *космические скорости*.

**Скорость убегания**, или ускользания — см. *космические скорости*.

**Собственное движение звезды** — угловая скорость перемещения звезды по небесной сфере относительно неподвижной в пространстве системы координат. На практике определяется по изменению положения звезды относительно значительно более далеких звезд или галактик. Измеряется в угловых секундах за год. Для большинства ярких звезд составляет несколько десятых долей секунды в год.

**Соединение** — такое расположение двух или нескольких членов Солнечной системы, когда разность их эклиптических долгот для земного наблюдателя равна нулю. В момент соединения небесные тела расположены на небе близко друг к другу. За один синодический период Меркурий и Венера дважды вступают в соединение с Солнцем. В момент нижнего соединения планета расположена между Землей и Солнцем, а в момент верхнего Солнце находится между планетой и Землей.

**Созвездия** — участки звездного неба, на которые его условно разделили еще в глубокой древности, и которые получили названия, навеянные наблюдаемой конфигурацией звезд, легендами и мифами. Современные границы, делящие всю небесную сферу на 88 созвездий, были установлены Международным астрономическим союзом в 1922–35 гг. Эти границы проходят только вдоль суточных параллелей и кругов склонений экваториальной системы координат эпохи 1875 г.

**Соизмеримости орбитального движения** — тот факт, что отношения орбитальных периодов ( $P$ ) некоторых тел Солнечной системы (планет, спутников) выражаются простыми дробями. Например, для орбитальных периодов Юпитера ( $P_J = 11,8677$  лет), Сатурна ( $P_S = 29,6661$  лет), Нептуна ( $P_N = 164,491$  лет) и Плутона ( $P_P = 245,73$  лет) весьма точно выполняются соотношения:  $P_S/P_J = 5/2$ ;  $P_P/P_N = 3/2$ . С другой стороны, в распределении орбитальных периодов большинства малых планет (астероидов) проявляется тенденция к избеганию соизмеримости с движением Юпитера (см.: *Люки Кирквуда*), хотя две группы астероидов движутся в резонансе  $1 : 1$  с Юпитером (см.: *Греки и троянцы*).

В системах спутников планет существуют тройные соизмеримости. Например, для орбитальных периодов Ио, Европы и Ганимеда довольно точно выполняется соотношение  $P_I : P_E : P_G = 1 : 2 : 4$ , а соотношение их средних движений  $1/P_I + 2/P_G = 3/P_E$  совершенно точное в пределах точности наблюдений!

Шотландские астрономы Рой и Овенден исследовали множество таких соизмеримостей и показали, что они встречаются значительно чаще, чем это можно было бы ожидать, считая их случайными совпадениями (*Roy A. E., Ovenden M. W. // Monthly Notices of Royal Astron. Soc. 1954. V. 114. P. 232*). Учитывая взаимные возмущения планет, имеются достаточные основания полагать, что существование таких соотношений непосредственно связано с устойчивостью орбитального движения. См.: *Рой А. Движение по орбитам. — М.: Мир, 1981 (п. 1.2.3). Дермотт С. Ф. Закон Боде и преобладание приблизительно соизмеримости среди пар орбитальных периодов в Солнечной системе. // Происхождение Солнечной системы. Под ред. Г. Ривса. — М.: Мир, 1976. С. 466–494. Приливы и резонансы в Солнечной системе. — М.: Мир, 1975.*

**Сол (sol)** — солнечные сутки на какой-либо планете Солнечной системы, исключая Землю. Термин родился после успешной посадки на Марс станции Mars Pathfinder (NASA) 4 июля 1997 г. Марсианский сол продолжается 24 ч 39 мин 35,244 с.

**Солнечная активность** — совокупность активных образований (пятен, протуберанцев, и т. п.) и нестационарных динамических явлений (вспышек, всплывающих магнитных потоков) в солнечной атмосфере; характеризуется различными индексами солнечной активности: числом Вольфа (относительное цюрихское число солнечных пятен), общей площадью солнечных пятен, общим потоком радио- или рентгеновского излучения, и др.

**Солнечная вспышка** — самое мощное проявление солнечной активности. Зарождается в хромосфере или короне Солнца и быстро (за несколько минут) охватывает все слои солнечной атмосферы, проявляясь как сильное уярчение небольшой части солнечного диска (менее 1/1000 его полной площади). За время вспышки выделяется энергия  $10^{23}$ – $10^{25}$  Дж в виде тепла (горячий газ излучающий в ультрафиолетовом и рентгеновском диапазонах) и выброса вещества со скоростями от 1000 км/с (корпускулярные потоки) до 100 000 км/с (солнечные космические лучи).

**Солнечная постоянная** — количество солнечной энергии, падающей за 1 минуту на 1 квадратный сантиметр поверхности, перпендикулярной к лучам, за пределом земной атмосферы на расстоянии 1 а.е. от Солнца; составляет 1369 Вт/м<sup>2</sup>, или

2,0 калории/(см<sup>2</sup> мин). За более чем столетний период астрономических наблюдений значение солнечной постоянной не изменялось более чем на несколько десятых долей процента.

**Солнечное пятно** — относительно холодная область в фотосфере Солнца ( $T = 4500$  K), которая выглядит как темное пятно на фоне более горячей фотосферы ( $T = 5800$  K). У хорошо развитого пятна выделяется более темная центральная часть (*тень*) и менее темная периферия (*полутень*), состоящая из радиально ориентированных волокон разной яркости.

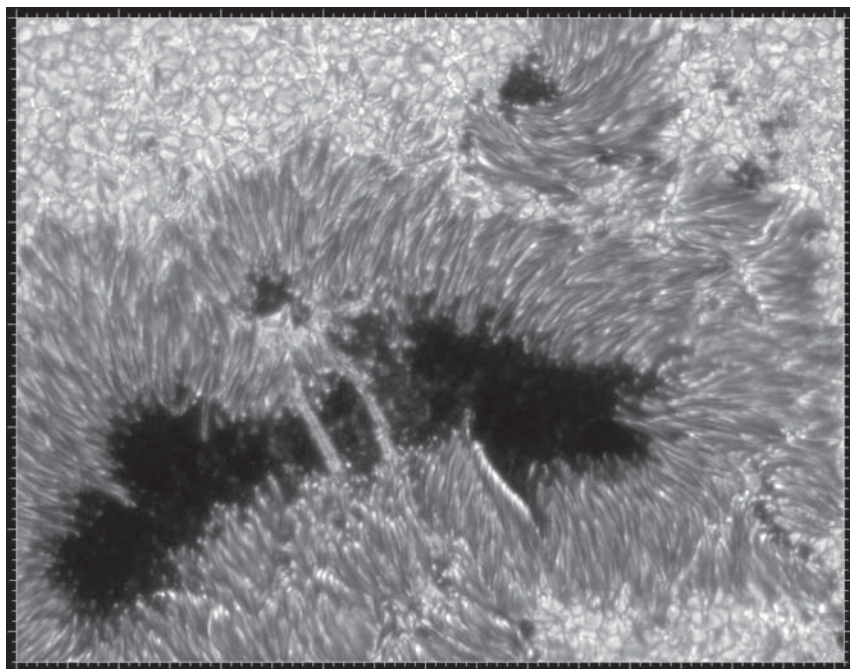


Рис. 6.32. Крупное, хорошо развитое солнечное пятно в стадии распада

**Солнечный ветер** — см. звездный ветер.

**Солнцестояния точки** — две точки на эклиптике, где Солнце в течение года достигает максимального и минимального склонения. Около 22 июня Солнце проходит точку летнего солнцестояния, где его склонение  $+23,5^\circ$ , а около 22 декабря проходит точку зимнего солнцестояния, имея склонение  $-23,5^\circ$ .

**Соотношение масса-светимость** — взаимная связь между массой и абсолютной звездной величиной (светимостью), которой подчиняются звезды главной последовательности.

**Спекл-интерферометрия** — метод достижения углового разрешения близкого к теоретически возможному на крупных наземных телескопах. При наблюдениях этим методом получают серию снимков объекта в большом масштабе с очень короткой экспозицией ( $\sim 10^{-3}$  с), позволяющей фиксировать мгновенную картину *мерцаний* изображения. При этом каждый снимок точечного источника (например, далекой одиночной звезды) состоит из множества пятен, — спеклов, — являющихся результатом хаотичной интерференции света в фокусе телескопа, возникающей из-за случайных деформаций *волнового фронта* света в атмосфере Земли. Специальной обработкой из серий таких снимков можно извлечь информацию о структуре изображения объекта с разрешением вплоть до дифракционного для данного телескопа. Например, можно заметить двойственность большинства спеклов, говорящую о двойственности звезды и указывающую разделение и позиционный угол компонентов. Метод спекл-интерферометрии в основном используется для изучения двойных и кратных звезд, а также для получения прямых изображений поверхностей ближайших звезд-гигантов. См.: Токовинин А. А. Звездные интерферометры. — М.: Наука, 1988; Токовинин А. А. Изображения в оптической астрономии // Итоги науки и техники. Исследование космического пространства. Т. 32. — М.: ВИНТИ, 1990. С. 3–117.

**Спектр** — зависимость энергии излучения источника от длины волны (или частоты) излучения. В оптическом диапазоне спектр воспринимается глазом как последовательность цветов, в которую раскладывается луч света с помощью призмы или дифракционной решетки.

**Спектр линейчатый**, или эмиссионный — спектр излучения разреженного газа, состоящий из отдельных спектральных линий с широкими темными промежутками между ними. Для каждого химического элемента характерен свой набор спектральных линий.

**Спектр непрерывный** — спектр, в любом интервале длин волн (частот) которого присутствует излучение, что соответствует плавному и непрерывному переходу от одного цвета к другому.

Характерен для излучения непрозрачных тел, не имеющих перепадов температуры.

**Спектр поглощения** — непрерывный спектр, на фоне которого видны темные линии поглощения, появление которых обычно обязано присутствию относительно холодного газа перед источником непрерывного спектра.

**Спектральная двойная** — двойная звезда, компоненты которой так близки друг к другу, что их не удается различить по отдельности даже в мощный телескоп, но период и скорость их орбитального движения вокруг общего центра массы могут быть измерены путем спектрального анализа.

**Спектральная переменная** — звезда, у которой интенсивность некоторых линий в спектре регулярно изменяется. Вероятно, причиной этого служит вращение звезды, поверхность которой покрыта крупными пятнами с неоднородностями химического состава, температуры и магнитного поля.

**Спектральное разрешение** — способность различать близкие по частоте сигналы, избирательность спектрального прибора. Характеризуется минимальной разницей частоты колебаний ( $\Delta\nu$ ) или длины волны ( $\Delta\lambda$ ), которую способен фиксировать прибор.

**Спектральные классы звезд** — деление звезд по характеру их оптического спектра. Спектральные классы тесно связаны с температурой (в меньшей степени — с плотностью и химическим составом) звездных атмосфер. Диапазону эффективных температур звезд от 50 000 до 2000 К соответствует последовательность спектральных классов, обозначаемых буквами O, B, A, F, G, K, M, L и T. Дополнительные классы R, N и S отражают вариации химического состава холодных звезд.

Промежуток между соседними спектральными классами делится на 10 подклассов — от 0 до 9 — с ростом в сторону уменьшения температуры (пример: ..., A8, A9, F0, F1, ...). Недавно исходное деление на 10 подклассов было преобразовано путем добавления или удаления некоторых подклассов, что позволяет обеспечить более плавные переходы при изменении температуры. Таблица используемой сегодня спектральной классификации (до M включительно), приведена ниже.



Таблица 6.10. Современное деление спектральных классов на подклассы

Класс	Подклассы
O	3, 4, 5, 6, 7, 8, 9, 9.5
B	0, 0.5, 1, 2, 3, 5, 7, 8, 9.5
A	0, 2, 3, 5, 7
F	0, 2, 3, 5, 7, 8, 9
G	0, 2, 5, 8
K	0, 2, 3, 4, 5
M	0, 1, 2, 3, 4, 7, 8

Наиболее «холодные» классы L и T введены недавно и пока детально не разработаны. Спектральный класс Солнца G2.

**Спектрограф** — прибор для регистрации спектра исследуемого объекта. Основные части оптического спектрографа: щель для выделения узкой полосы изображения, коллиматор (объектив) для создания параллельных пучков света от каждой точки щели, призма или дифракционная решетка для разложения пучка света в спектр, камера для фотографирования спектра.

**Спикула** — основной элемент тонкой структуры хромосферы Солнца. Спикулы в виде тонких струй светящегося газа появляются и исчезают за несколько минут.

**Спиральная галактика** — галактика, основным наблюдаемым элементом которой является вращающийся диск с выделяющимися на нем спиральными ветвями. К числу таких галактик относится наша Галактика и ближайшие крупные галактики — Туманность Андромеды (M 31) и Туманность Треугольника (M 33).

**Сплюснутость планеты** — степень отличия фигуры вращающейся планеты от сферы, вызванная ее сжатием вдоль полярной оси и расширением в плоскости экватора за счет центробежных сил. Геометрическая сплюснутость численно выражается отношением разности экваториального и полярного радиусов к экваториальному радиусу планеты:

$$\varepsilon = (R_e - R_p)/R_e.$$

Динамическая сплюснутость, или динамическое сжатие, планеты выражается через амплитуду второй гармоники ( $J_2$ ) в разложении ее гравитационного потенциала в ряд по полиномам

Лежандра, а также через массу планеты ( $M$ ), угловую скорость ее вращения ( $\omega$ ) и экваториальный радиус ( $R_e$ ):

$$\varepsilon_d = \frac{3}{2}J_2 + \frac{1}{2}q,$$

где  $q \equiv (\omega^2 R_e^3)/GM$ .

**Среднее солнце** — воображаемая точка, равномерно движущаяся с запада на восток по небесному экватору, и совершающая полный оборот относительно точки весеннего равноденствия в течение тропического года. Введено как вспомогательное расчетное средство для установления однородной шкалы времени.

**Стратосфера** (лат. stratum, слой) — слой земной атмосферы, лежащий над тропосферой и начинающийся с высот 8–10 км в полярных областях и 16–18 км в экваториальных; простирается до высот 50–55 км, где расположена верхняя граница стратосферы — стратопауза. В стратосфере температура в среднем растет с высотой от  $-80\text{ }^{\circ}\text{C}$  (в тропиках) ...  $-50\text{ }^{\circ}\text{C}$  (в полярных областях) до приблизительно  $0\text{ }^{\circ}\text{C}$ . Причина в том, что источник тепла — слой озона, поглощающего солнечный ультрафиолет, — находится в верхней части стратосферы. Рост температуры с высотой делает стратосферу устойчивой: в ней отсутствуют вертикальные конвективные движения. Стратосфера отличается от тропосферы ничтожным содержанием водяного пара, однако на высотах 22–24 км в высоких широтах иногда наблюдаются очень тонкие «перламутровые облака», состоящие из переохлажденных капель воды. Днем они не видны, а ночью кажутся светящимися, так как освещаются Солнцем из-под горизонта.

**Сумерки** — время суток, когда Солнце находится под горизонтом (перед рассветом или после заката), но виден солнечный свет, рассеянный в верхних слоях земной атмосферы. Гражданские сумерки заканчиваются, когда Солнце опускается на  $6^{\circ}$  под горизонт, навигационные — на  $12^{\circ}$ , а когда Солнце опускается на  $18^{\circ}$ , заканчиваются астрономические сумерки и наступает ночь. Сумерки наблюдаются на любой планете или спутнике, имеющих атмосферу.

**Супергравитация** — класс физических теорий, описывающих точечные частицы, в которых принципы общей теории относительности дополняются суперсимметрией. Суперсимметричная стандартная модель является обобщением стандартной модели

физики элементарных частиц связывающим свойства частиц с целым спином (бозонов) со свойствами частиц с полуцелым спином (фермионов). Для этой теории характерно удвоение числа известных частиц. Суперпартнеры — это частицы, спины которых отличаются на  $1/2$ , и которые связаны преобразованием суперсимметрии.

В теориях супергравитации высших размерностей число пространственно-временных измерений больше четырех. Теория 11-мерной супергравитации была разработана в 1970-х гг., затем оказалась почти забыта, а впоследствии стала важной частью *теории струн*.

**Сутки** — единица времени, равная 86 400 *секундам*. Такое определение сутки получили с тех пор, как появилась техническая возможность (атомные часы) для независимого от вращения Земли и более точного определения секунды. Прежде сутки определяли, исходя из астрономических наблюдений, как интервал времени между двумя последовательными верхними кульминациями избранной точки на небесной сфере. Для звездных суток это была точка весеннего равноденствия, для солнечных суток — расчетная точка положения среднего солнца.

**Сутки звездные** — промежуток времени между двумя последовательными верхними кульминациями точки весеннего равноденствия. Равен  $23^{\text{h}}56^{\text{m}}04^{\text{s}}$ . Длина звездных суток несколько изменяется вследствие нутации, покачивания Земли относительно ее оси вращения (движения полюсов) и неравномерности вращения Земли вокруг оси, эти изменения составляют менее  $0,001^{\text{s}}$ . Звездные сутки делятся на звездные часы, минуты и секунды. Звездный час короче общепринятого на 9,86 с. Как единица времени употребляются в редких случаях при организации астрономических наблюдений. Для непрерывного счета звездных суток служит *гринвичская звездная дата* (GSD).

**Сутки истинные солнечные** — промежуток времени между двумя последовательными одноименными кульминациями Солнца. Продолжительность истинных солнечных суток в течение года изменяется приблизительно от 86 378 до 86 430 с. Это происходит из-за неравномерности годичного движения Солнца по эклиптике и от наклона эклиптики к экватору.

**Сутки календарные** — промежуток времени, равный 86 400 с. В большинстве стран начало суток приходится на

0 часов, т. е. на полночь. Но это не всегда было так: в библейские времена, в Древней Греции и Иудее, а также в некоторые другие эпохи, начало дня приходилось на вечернее время. У римлян в различные периоды их истории начало дня приходилось на разное время суток. В астрономии до 1925 г. началом календарных суток считался полдень, 12 часов.

**Сутки солнечные** — интервал времени между двумя последовательными прохождением Солнца через меридиан. Если бы видимое движение Солнца определялось только вращением Земли вокруг своей оси, то оно происходило бы очень равномерно. Но наблюдаемое движение Солнца отражает также неравномерное движение Земли вокруг Солнца по эллиптической орбите и наклон земной оси к эклиптике. Поэтому различают *истинные солнечные сутки*, заданные неравномерным видимым движением Солнца по небу (их можно отсчитывать по солнечным часам), и *средние солнечные сутки*, заданные математически вычисленным равномерным движением «среднего солнца». В отличие от истинных, средние солнечные сутки имеют постоянную длину, поэтому именно они до недавнего времени использовались при измерении времени в быту и науке. Ныне используются еще более равномерные *сутки*, основанные на атомном стандарте времени.

**Сутки средние солнечные** — промежуток времени между двумя последовательными нижними кульминациями среднего солнца. Употреблялись как единица времени в астрономии до 1976 г. Длина средних солнечных суток с высокой точностью близка к 86 400 с.

**Суточная параллель** — суточный путь светила на небе. См. небесная параллель.

**Сфера влияния планеты** — область, в которой притяжение планеты доминирует над солнечным. Точный смысл придается конкретизацией понятия «доминирует». В зависимости от нее различают сферу тяготения, сферу действия и др.

**Сферическая абберация** — размытие изображения, построенного зеркалом или линзой со сферической поверхностью (рис. 6.33). Сферическая абберация возникает потому, что для параллельных лучей, падающих на объектив на разном расстоянии от его оптической оси, точки фокуса не совпадают. Для

зеркала это устраняется переходом от его сферической формы к параболической; для линзового объектива — коррективной («ретушью») поверхности линзы или переходом от одиночной линзы к сложной многолинзовой системе.

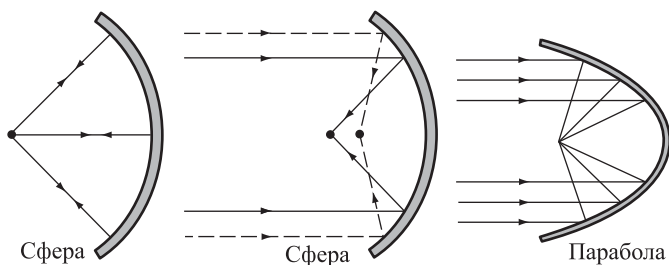


Рис. 6.33. Сферическая абберация зеркального объектива. Сферическое зеркало (слева) фокусирует все лучи от точечного источника в одной точке только в том случае, если источник расположен в центре сферы. Если же источник расположен далеко, положение точки фокуса зависит от расстояния лучей до оптической оси зеркала (в центре). Параболическое зеркало (справа) не обладает сферической абберацией: оно строит точечное изображение далекого источника, лежащего на оптической оси

**Сферическая составляющая** — элемент структуры спиральных галактик; представляет сферическую или эллипсоидальную область, заполненную относительно старыми звездами, движущимися по вытянутым орбитам и сильно концентрирующимися к центру, совпадающему с центром диска галактики. Обычно простирается значительно дальше диска и подразделяется по радиусу (в порядке удаления от центра и уменьшения плотности) на ядро, балдж, гало и корону. Единственным структурным элементом сферической составляющей являются шаровые скопления звезд, встречающиеся во всем ее объеме за исключением ядра. Межзвездный газ в ней крайне разрежен и горяч.

**Тектиты** — природные стекла черного или темно-зеленого цвета. Хорошо проплавлены и в отличие от других естественных стекол — обсидианов и фульгуритов — не содержат включений микрокристаллов. Тектиты встречаются фрагментами весом от долей грамма до килограммов (в среднем — десятки грамм). Их формы разнообразны: каплевидные «слезки», гантели, лодочки, обрамленные фланцами «пуговицы», диски, полые тонкостенные шары и др. Часто напоминают застывшие вязкие капли, испытывавшие в своем движении сопротивление среды, например, воздуха при полете в атмосфере. Поверхность многих тектитов

носит следы воздействия высокоскоростных газовых потоков. Их химические и петрографические особенности указывают, что они образовались в результате высокотемпературного плавления ( $T > 2000$  K), причем охлаждение расплава было скоротечным. Тектиты имеют аморфную структуру. Диапазон их состава невелик: они содержат 68–82 %  $\text{SiO}_2$ , 10–15 %  $\text{Al}_2\text{O}_3$  и чрезвычайно мало воды, около 0,02 %. В химическом отношении они не напоминают ни одно из общеизвестных земных или внеземных веществ.

Встречаются тектиты не везде; они образуют четыре поля рассеяния: в Европе (Чехия), Сев. Америке (шт. Джорджия и Техас), Африке (Кот-д'Ивуар) и наиболее крупное Австрало-азиатское поле длиной 10 тыс. км и шириной 4000 км, протянувшееся по дуге большого круга от Тасмании до Индокитая. Возраст тектитов, как правило, не превышает 35 млн лет; у тектитов Австрало-азиатского поля он составляет 0,7 млн лет.

Геологи считают тектиты «наиболее загадочными среди всех камней, когда-либо найденных на Земле». Главная загадка тектитов — где они образовались: в космосе или на Земле? Хотя их состав довольно близок к земным осадочным породам и, в принципе, мог бы быть объяснен их переплавлением, связать поля тектитов с ударными кратерами в большинстве случаев не удастся. Единственный метеоритный кратер, в котором найдены тектиты, — это кратер Жаманшин вблизи Аральского моря. Он лежит на дуге Австрало-азиатского поля и часть его тектитов чрезвычайно схожа с вьетнамскими тектитами из этого же поля.

Среди гипотез происхождения тектитов отметим две: ударная гипотеза (падение метеорита и разлет капель расплава), а также доставка тектитов в ядре кометы, взорвавшейся при входе в атмосферу Земли. Вторая гипотеза более популярна и, в принципе, может быть проверена при анализе вещества ядер комет и астероидов, некоторые из которых также являются «спящими» ядрами короткопериодических комет. См.: *Ярошевский А. А. Загадочные тектиты // Природа 4/1998. С. 15–16. Дмитриев Е. В. Появление тектитов на Земле // Природа 4/1998. С. 17–25 Воробьев Г. Г. Что вы знаете о тектитах? — М.: Наука, 1966.*

**Теллурические полосы** или **линии** — темные полосы в спектрах небесных светил, вызванные поглощением света в атмосфере Земли. В основном ответственны за них молекулы азота, кислорода, озона и воды.

**Темная энергия** — гипотетическая форма энергии с необычными свойствами, которые в рамках ОТО приводят к появлению всеобщего гравитационного отталкивания. Предложена для объяснения ускоряющегося расширения Вселенной. Термин «темная энергия» был введен в 1995 г. в статье Майкла Тернера (Michael S. Turner) и Лоренса Кросса (Lawrence M. Krauss), в которой для согласования малого космологического возраста Вселенной с большим возрастом звезд, а также высокой неоднородности Вселенной (скопления галактик) с низкой плотностью темного вещества ( $1/3$  от критической) была высказана гипотеза, что около  $2/3$  критической плотности составляет энергия вакуума.

**Темное вещество** (или «скрытая масса») — вещество неизвестной природы, не излучающее и не поглощающее электромагнитное излучение, но проявляющее себя гравитационным взаимодействием с обычным веществом. Присутствие темного вещества особенно заметно на периферии крупных галактик и в скоплениях галактик, где его притяжение доминирует над притяжением обычного вещества (т. е. звезд и межзвездного газа).

**Теория струн** — физическая теория, в которой постулируется, что фундаментальными объектами в природе являются не точечные частицы, а крошечные одномерные нити, называемые струнами. В этой теории разные элементарные частицы являются различными колебательными модами струны. В теории струн естественным образом сочетаются квантовая механика и общая теория относительности, являющиеся во всех других случаях несовместимыми. Часто «теорией струн» для краткости называют теорию суперструн, которая является суперсимметричным обобщением теории струн. Суперсимметрия связывает свойства частиц с целым спином (бозонов) со свойствами частиц с полуцелым спином (фермионов).

**Терминатор** — линия, отделяющая освещенное полушарие Луны или планеты от неосвещенного.

**Тициуса–Бодее правило** или закон — эмпирическое правило, которое на основе простой числовой последовательности указывает приблизительное расстояние планет от Солнца: если принять расстояние Земли от Солнца за 10 условных единиц, то расстояния остальных планет составят  $R = 4 + 3 \times 2^n$ , где  $n$  — «номер» планеты, включая пояс астероидов.



Таблица 6.11. К правилу Тициуса–Боде

Планета	$n$	Расстояние (а. е.)	
		По правилу Т.-Б.	Истинное
Меркурий	$-\infty$	0,4	0,39
Венера	0	0,7	0,72
Земля	1	1,0	1,0
Марс	2	1,6	1,52
Астероиды	3	2,8	2,1–3,5
Юпитер	4	5,2	5,2
Сатурн	5	10,0	9,6
Уран	6	19,6	19,2
Нептун	7	38,8	30,0
Плутон	8	77,2	39,2

Это правило предложил в 1766 г. немецкий математик Иоганн Диниель Тициус, однако оно привлекло внимания ученых лишь после того, как в 1772 г. его опубликовал известный немецкий астроном Иоганн Элерт Боде (поэтому его долго называли «законом Боде»). В то время ни один из астероидов, а также Уран, Нептун и Плутон еще не были открыты. Когда в 1781 г. Гершель обнаружил Уран, расстояние которого от Солнца всего на 0,4 а. е. не совпало с предсказанием закона Боде, начались поиски «пропущенной планеты» на расстоянии 2,8 а. е. В 1801 г. на расстоянии 2,76 а. е. была обнаружена первая малая планета Церера. Казалось, закон Тициуса–Боде подтвержден. Однако, открытие в 1846 г. Нептуна и в 1930 г. Плутона, расстояния которых существенно отличаются от предсказанных законом Тициуса–Боде, сделало это правило сомнительным. Неоднократно предпринимались попытки дать этой закономерности физическое толкование, но они оказались безуспешными. Позже аналогичные закономерности были найдены и для главных спутниковых систем больших планет. См.: *Ньетто М. М. Закон Тициуса–Боде: История и теория.* — М.: Мир, 1976.

**Точка весеннего равноденствия** — см.: *равноденствия точки.*

**Троянцы** — астероиды. См. *греки и троянцы.*

**Тринитротолуол**, тротил, тол, ТНТ — взрывчатое вещество, часто упоминаемое в литературе как эквивалент энергии взрыва (ядерной бомбы, метеорита). Теплота взрыва 1 ккал/г =

$= 4,2 \cdot 10^{12}$  Дж/килотонна. Энергия взрыва типичной атомной бомбы эквивалентна 20 кт ТНТ ( $\approx 10^{14}$  Дж), а водородной бомбы — 1 Мт ТНТ.

**Туманности** — облака межзвездного газа и пыли, видимые благодаря их собственному излучению, отражению или поглощению света звезд. Раньше туманностями называли также звездные скопления или галактики, которые не удавалось разрешить на звезды. Внегалактическими туманностями раньше называли светлые туманные пятна, расположенные вне полосы Млечного Пути (т.е. вне галактического пояса). Когда выяснилось, что в абсолютном большинстве это далекие звездные системы, подобные нашей Галактике, некоторое время их продолжали называть «внегалактическими туманностями», вкладывая в это понятие вполне определенный смысл — далекие гигантские звездные системы. Сейчас термин «внегалактические туманности» уже не употребляется.

**Туманность Андромеды** — ближайшая к нам спиральная галактика, наблюдаемая в созвездии Андромеды; известна под номером М 31 по каталогу Шарля Мессье и под номером NGC 224 по Новому общему каталогу. Расстояние до этой галактики около 2 млн св. лет. Ее масса и размер немного больше, чем у нашей Галактики. Это единственная галактика, которую можно наблюдать в Северном полушарии невооруженным глазом (с трудом) или в бинокль как светлое туманное пятнышко.

**Туманность Ориона** — светлая диффузная туманность в созвездии Ориона, на расстоянии около 500 пк от Солнца. Благодаря большому угловому размеру (около  $1^\circ$ ) при хороших условиях наблюдения видна даже невооруженным глазом и очень хорошо видна в бинокль в виде бледного пятна в Мече фигуры охотника, чуть ниже Пояса Ориона. Чтобы отличить от прочих туманностей, которыми богато это созвездие, ее часто называют «Большая туманность Ориона» или, с большой буквы, Туманность Ориона. В каталогах обозначается как М 42 или NGC 1976. Открыта в 1610 г. французским ученым Никола-Клодом Фабри де Переском (1580–1637) и независимо в 1618 г. швейцарским астрономом Иоганном Баптистом Цизатом (1586?–1657). Туманность Ориона была первой сфотографированной туманностью (Генри Дрэпер, США, 1880).

Туманность Ориона содержит скопление очень молодых звезд. В центральной, наиболее яркой ее части находятся

четыре массивные горячие звезды спектрального класса О — Трапедия Ориона. Их ультрафиолетовое излучение (в основном звезды  $\theta$  Ori) вызывает свечение газа самой туманности. В 1980-х удалось сфотографировать в инфракрасном диапазоне скопление молодых и формирующихся звезд, скрытое в глубине туманности и не наблюдаемое в оптическом диапазоне. Светлая туманность представляет собой небольшую нагретую часть гораздо более обширного, холодного и не видимого в оптике облака молекулярного водорода, занимающего на небе существенную часть фигуры Ориона.

**Узлы орбиты** — две точки, в которых орбита пересекает базисную плоскость. Для членов Солнечной системы этой плоскостью служит эклиптика. Тот узел, через который тело переходит из южного полушария в северное, называют восходящим, противоположный — нисходящим. Для орбит двойных звезд — точки пересечения орбиты с плоскостью, перпендикулярной лучу зрения.

**Уравнение времени** — текущая разность между истинным и средним солнечным временем (т.е. разность прямых восхождений среднего и истинного Солнца).

**Фаза** — определенная стадия в периодическом изменении видимой формы освещенного полушария Луны или планеты. Например, фазы Луны — это новолуние, первая четверть, последняя четверть, полнолуние. Строго говоря, фазы Луны определяются как моменты разностей эклиптических долгот Луны и Солнца: 0, 90, 180, 270 градусов. Величиной фазы называют освещенную долю диаметра, перпендикулярного линии, соединяющей концы серпа, или, что то же самое — отношение площади освещенной части видимого диска ко всей его площади: 1 — полнолуние, 0 — новолуние, 0,5 — первая и последняя четверти, и т.п. Фаза затмения — доля диаметра диска Солнца (или Луны), закрытая затмевающим объектом (т.е. Луной или тенью Земли).

**Фазовый угол** — угол между лучом света, падающим от Солнца на планету, и лучом, отразившимся от нее в сторону наблюдателя на Земле. Если же смотреть с изучаемой планеты, то это угол между направлениями на Землю и на Солнце.

**Факелы** — яркие области горячего газа в фотосфере Солнца.

**Флинт** — тяжелый сорт оптического стекла, содержащий в большом количестве окись свинца; отличается бóльшим показателем преломления (около 1,6), но меньшим коэффициентом *дисперсии* (30–35), чем у стекла сорта *крон*.

**Флоккул** или факельная площадка — яркая область в хромосфере, окружающая солнечное пятно.

**Фраунгофера линии** — темные линии поглощения, наблюдаемые на фоне непрерывного спектра Солнца и звезд.

**Фокус** — характерная точка внутри эллипса, гиперболы, параболы. В переводе с латинского — очаг, огонь. Название связано с зеркальным свойством этих кривых. Если параболу считать зеркалом, то лучи от источника (огня) в ее фокусе после отражения станут параллельными оси. По закону оптической обратимости лучи, параллельные оси, после отражения соберутся в фокусе. Лучи от источника в фокусе эллипса после отражения собираются во втором фокусе. Лучи от источника в фокусе гиперболы после отражения расходятся так, что их продолжения назад собираются во втором фокусе.

**Фокус главный** — место в передней части телескопа-рефлектора, на его оптической оси, где формируется изображение неба после отражения света от главного зеркала. У крупных телескопов вблизи главного фокуса размещают приемники излучения и сменные вторичные зеркала (для работы в фокусах Кассегрена и Несмита). До появления автоматических систем гидирования и электронных приемников света в главном фокусе наиболее крупных телескопов размещали кабину для наблюдателя, который управлял телескопом во время экспозиций и менял фотопластинки в промежутках между экспозициями.

**Фокус Кассегрена** — место на оптической оси, где формируется изображение неба в телескопе-рефлекторе системы Кассегрена. Фокус расположен вблизи центрального отверстия в параболическом главном зеркале, сквозь которое проходят лучи, отраженные вторичным выпуклым гиперболическим зеркалом. Обычно в кассегреновском фокусе размещают фотометры или спектрографы умеренной массы. О самом Кассегрене, предложившем эту конструкцию телескопа около 1672 г., почти ничего не известно: он жил во Франции и по одной версии был профес-

сором физики в Коллеж-де-Шартр, а по другой — скульптором и литейщиком Людовика XIV.

**Фокус Несмита** — место сбоку от трубы телескопа-рефлектора системы Кассегрена, на продолжении оси склонений, где формируется изображение неба после отражения света от третьего диагонального плоского зеркала, расположенного на оптической оси телескопа. Такая оптическая схема особенно удобна для телескопов на альт-азимутальной монтировке: фокусы Несмита располагаются на концах оси высот, которые движутся только по азимуту, поэтому на специальных площадках там можно разместить массивную светоприемную аппаратуру. Эту схему предложил в середине XIX в. шотландский инженер Джеймс Несмит (J. Nasmyth, 1808–1890), конструктор парового молота и других станков для обработки металла, организатор и владелец машиностроительного предприятия в Манчестере, любитель астрономии, совместно с Дж. Карпентером написавший книгу о Луне и создавший гипсовую модель Луны.

**Фокус Ньютона** — место в передней части телескопа-рефлектора, сбоку от его трубы, где формируется изображение неба после отражения собранного главным зеркалом света от вторичного диагонального плоского зеркала, расположенного на оптической оси телескопа. Ньютоновский фокус теперь используется исключительно в любительских конструкциях телескопов.

**Фон неба** — диффузное свечение небосвода. Днем вызвано рассеянием солнечного света в атмосфере Земли. Ночью — излучением атомов и молекул атмосферы; светом далеких звезд, туманностей и галактик; солнечным светом, рассеянным межпланетной пылью (*зодиакальный свет*). Поверхностная яркость фона неба в месте с хорошим астроклиматом может составлять  $23^m$  с квадратной секунды дуги, однако в большинстве случаев яркость фона неба в несколько раз выше. См.: Роч Ф., Гордон Дж. Свечение ночного неба. — М.: Мир, 1977.

**Фотосфера** — непрозрачный нижний слой атмосферы Солнца, который мы видим в оптический телескоп и воспринимаем как поверхность Солнца. Толщина фотосферы 200–300 км, температура в ней уменьшается с высотой от  $8\text{--}10 \cdot 10^3$  К до 4300 К. От других слоев Солнца фотосфера отличается минимальной температурой и низкой степенью ионизации газа.

**Фотометрическая система** — набор спектральных диапазонов, удобный для изучения звезд или иных объектов. Ширина и положение диапазонов на спектральной шкале выбираются так, чтобы сопоставление потоков излучения объекта в них позволяло оценить распределение энергии в его спектре и определить по нему физические свойства объекта и межзвездной среды: температуру поверхности и класс светимости звезды, ее химсостав, степень межзвездного поглощения света, а для галактик и квазаров — оценить красное смещение и степень активности. Во многих случаях измерение блеска звезды или галактики в нескольких диапазонах спектра дает достаточную информацию для предварительной классификации спектра и позволяет проводить массовые измерения для статистического изучения больших популяций объектов. Разумеется, спектральные измерения более точны, но и значительно более трудоемки, а для объектов низкого блеска подчас просто невозможны.

Фотометрическая система реализуется путем подбора светофильтров и фотоэмульсий (или иных приемников излучения). Система закрепляется в виде каталогов звезд-стандартов. В соответствии с характерной полушириной полосы пропускания фильтров ( $\Delta\lambda$ ) фотометрические системы разделяют на широкополосные ( $\lambda > 40$  нм), среднеполосные ( $\Delta\lambda = 10 \div 40$  нм) и узкополосные ( $\lambda < 10$  нм). К первым относят чрезвычайно популярную трехцветную систему  $UBV$  с диапазонами шириной около 100 нм: ультрафиолетовый  $U$  (эффективная длина волн 350 нм), синий  $B$  (435 нм) и визуальный  $V$  (555 нм). Добавляя красные ( $R$ ) и инфракрасные ( $I$ ) величины, получают пятицветную широкополосную систему  $UBVRI$ . Дополнительные ИК-величины ( $J$ ,  $H$ ,  $K$ ,  $L$ ,  $M$ ,  $N$ ,  $Q$ ) дают 12-цветную систему (табл. 6.12). В астрономической практике спектральные диапазоны часто называют «фильтрами». Для большинства фильтров имеется абсолютная калибровка, позволяющая по звездным величинам объекта найти плотность потока.

Средне- и узкополосные системы менее популярны, поскольку их воспроизводимость хуже. Одной из первых среднеполосных систем была 4-цветная система  $uvby$ , введенная Стремгреном и Перри в 1962 г. на обсерваториях Маунт Паломар и Китт Пик (США). Характеристики этой системы даны в табл. 6.13.

Наиболее полно разработанной среднеполосной системой считают Вильнюсскую 7-цветную, применяемую для двумерной спектральной классификации звезд. См.: *Страйжис В. Л.* Фотометрические системы // Методы исследования переменных

Таблица 6.12. Широкополосные фотометрические системы

Величина	$\lambda_0$ , мкм	$\Delta\lambda$ , мкм	Плотность потока для звезды $m = 0$	
			$10^{-14}\text{Вт}/(\text{см}^2 \text{ мкм})$	$10^{-24}\text{Вт}/(\text{м}^2 \text{ Гц})$
<i>U</i>	0,35	0,04	435	18,8
<i>B</i>	0,44	0,10	720	44,4
<i>V</i>	0,56	0,08	392	38,1
<i>R</i>	0,70	0,21	176	30,1
<i>I</i>	0,88	0,22	83	24,3
<i>J</i>	1,25	0,3	34	17,7
<i>H</i>	1,62	0,2	—	—
<i>K</i>	2,2	0,6	3,9	6,3
<i>L</i>	3,5	0,9	0,81	3,1
<i>M</i>	5,0	1,1	0,22	1,8
<i>N</i>	10,4	6,0	0,012	0,43
<i>Q</i>	20,0	5,5	—	—

Таблица 6.13. Среднеполосная фотометрическая система Стремгрена

Величина	Название фильтра	$\lambda_0$ , нм	$\Delta\lambda$ , нм
<i>u</i>	ultraviolet	350	30
<i>v</i>	violet	411	19
<i>b</i>	blue	467	18
<i>y</i>	yellow	547	23

звезд. — М.: Наука, 1971. С. 225–278; *Страйжис В. Л.* Многоцветная фотометрия звезд. Вильнюс, 1977.

**Фотоэлектронный умножитель, ФЭУ** — детектор оптического (от УФ до ближнего ИК) излучения. Применяется в фотометрах, основанных на счете фотонов. Обычно фотоумножитель представляет вакуумированный стеклянный цилиндр с плоским входным окном, за которым расположен фотокатод — тонкий слой фотоэмиттера, к которому приложено высокое отрицательное напряжение (–1000...–2000 В). На другом конце корпуса находится анод, а между ним и фотокатодом расположены 15–20 промежуточных электродов — динодов, к которым приложено последовательно понижающееся напряжение с разностью потенциалов между соседними динодами около 100 В. При поглощении фотона катодом испускается электрон, который под действием разности потенциалов, увеличивая свою скорость,



устремляется к первому диноду. Ударяясь в него, он выбивает от 5 до 20 вторичных электронов, которые летят с ускорением ко второму диноду, и т. д. (Динод назван так потому, что играет двойную роль: как анод для падающих электронов и как катод при испускании вторичных электронов.) В итоге процесс размножения электронов дает на аноде ФЭУ импульс из  $10^6$  и более электронов на один зарегистрированный фотон. Этот импульс регистрируется счетчиком как сигнал о приходе фотона.

**Характеристическая скорость** — сумма импульсов скорости ( $v_1 + v_2 + \dots$ ), приложенных в разных точках траектории для изменения орбиты космического аппарата.

**Хроматическая абберация** — размытие и окрашенность краев изображений объектов в линзовых телескопах и камерах, возникающее из-за разной степени преломления в линзах лучей различного цвета (рис. 6.34). Хроматической абберацией в осо-

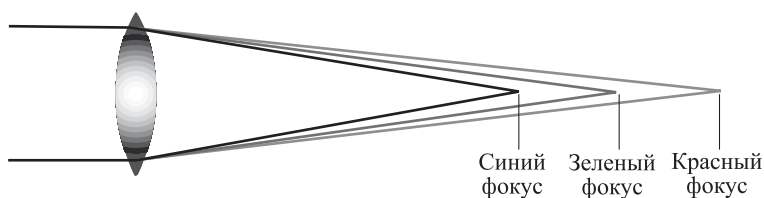


Рис. 6.34. Хроматическая абберация простой линзы

бенности страдают однолинзовые объективы. Поскольку коэффициент преломления в стекле для голубых лучей больше, чем для красных (*дисперсия света*), фокальные плоскости для лучей разного цвета располагаются на разном расстоянии от линзы. Подавить хроматическую абберацию частично удастся, комбинируя в объективе несколько линз из разных сортов стекла (*крон, флинт*), имеющих различные коэффициенты преломления. Такие многолинзовые объективы — *ахроматы* и, в особенности, *апохроматы* — почти свободны от хроматической абберации.

**Хромосфера** (греч. *chromatos*, цвет) — слой солнечной атмосферы, простирающийся над фотосферой от 500 до 6000 км. С увеличением высоты наблюдается рост температуры от нескольких тысяч до многих десятков тысяч кельвинов и рост степени ионизации газа. Название «хромосфера» связано с тем, что при полном солнечном затмении она выглядит как тонкий окрашенный (розоватый) ободок вокруг Солнца. Отличается

очень неоднородной структурой, наличием множества мелких волокон и струй (см.: *спикула*).

**Целостат** (лат. *caelum*, небо + греч. *statos*, стоящий) — вспомогательная система из двух плоских зеркал перед объективом неподвижного солнечного телескопа (вертикального или горизонтального), позволяющая следить за небесными объектами. Плоскость одного из зеркал параллельна оси мира и вращается вокруг этой оси с периодом в 48 ч, направляя луч светила на второе, неподвижное зеркало, которое отражает его в объектив телескопа. Положение второго зеркала меняют в соответствии со склонением наблюдаемого светила.

**Цервит** (Cer-Vit) — стеклокерамический материал с очень низким коэффициентом температурного расширения, широко используемый для изготовления больших астрономических зеркал. Материалы с аналогичными свойствами — ситалл, зеродур (*zerodur*), ULE (*Ultra-Low Expansion*).

**Цефеиды** — переменные звезды-сверхгиганты, периодически изменяющие свою светимость и, соответственно, наблюдаемую яркость. Прототип — звезда  $\delta$  Цефея. Причиной переменности служат колебания радиуса и температуры фотосферы (пульсации), возникающие из-за нарушения баланса между силами гравитации, стремящимися сжать звезду, и силами давления горячего газа и излучения, стремящимися звезду расширить.

**Часовой угол** — угловое расстояние, измеренное вдоль небесного экватора на запад от небесного меридиана до часового круга, проходящего через избранную точку на небесной сфере. Часовой угол звезды равен звездному времени минус прямое восхождение этой звезды. Выражается в часовой мере из расчета  $24 \text{ ч} = 360^\circ$ .

**Часовой круг**, или круг склонений — большой круг небесной сферы, проходящий через северный и южный полюсы мира. В экваториальной системе координат аналогичен земному меридиану в географических координатах.

**Черная дыра** — область пространства-времени, в которой гравитационное притяжение настолько велико, что ни вещество, ни свет, ни другие носители информации не могут ее покинуть. Границу этой области называют «горизонтом событий». Черные

дыры теоретически описываются в рамках общей теории относительности (ОТО) Эйнштейна. Считается, что они могут возникать в ходе сильного сжатия вещества, например, при коллапсе массивной звезды в конце ее эволюции.

Догадки о возможности существования черных дыр высказывались еще в XVII–XIX вв., но теоретическое обоснование дала им лишь ОТО в 1916 г. Горизонт событий можно представить как поверхность, на которой вторая космическая скорость равна скорости света. Поскольку ни что не может двигаться с большей скоростью, никакой носитель информации не способен выйти из-под горизонта событий. В то же время, вещество и излучение, падающие снаружи на черную дыру, свободно проникают внутрь через горизонт событий, в принципе, не замечая его (хотя макроскопические тела чувствуют вблизи горизонта значительную приливную силу, вытягивающую тело в радиальном направлении и сжимающую в перпендикулярных к нему направлениях; при этом тело приобретает форму «макаронины», вытянутой к центру черной дыры). Можно сказать, что черная дыра все поглощает и ничего не выпускает. Это и стало причиной ее такого названия, предложенного в 1968 г. американским физиком Джоном А. Уилером.

Теоретически черная дыра может иметь любую массу ( $M$ ). При этом ее характерный размер (*гравитационный, или шварцшильдовский радиус*) составляет  $r_g = 2GM/c^2$ , где  $G$  — гравитационная постоянная,  $c$  — скорость света. Например, для Солнца ( $M_\odot = 2 \cdot 10^{30}$  кг) получаем  $r_g = 3$  км. У невращающейся черной дыры радиус горизонта событий ( $r_h$ ) совпадает с гравитационным радиусом ( $r_h = r_g$ ). Поверхность такого радиуса, отделяющую доступную область пространства–времени от недоступной для далекого наблюдателя, называют *сферой Шварцшильда*; немецкий астроном Карл Шварцшильд (1873–1916) в декабре 1915 г. нашел точное решение уравнений ОТО, описывающее невращающуюся черную дыру.

В 1963 г. новозеландский математик Рой Патрик Керр (р. 1934) нашел решение ОТО для вращающейся черной дыры. В нем  $r_h < r_g$  и горизонт событий окружен эллипсоидальной *эргосферой*, внутри которой все тела и кванты излучения непрерывно двигаются в экваториальной плоскости под действием вихревого гравитационного поля черной дыры.

Астрономы уже обнаружили несколько объектов, имеющих свойства черных дыр. При этом используется тот факт, что падающее в черную дыру вещество сильно разогревается и становится источником рентгеновского излучения. Присутствие черных

дыр с высокой вероятностью подозревается в некоторых двойных звездных системах, а также в ядрах некоторых галактик, где их массы могут достигать  $10^8$ – $10^{10} M_{\odot}$ .

**Четки Бейли** — цепочка ярких точек, наблюдающихся вдоль лунного лимба за мгновение до начала или сразу после окончания полной фазы солнечного затмения. Причина их появления — неровности лунной поверхности, через низины которой проходят солнечные лучи. Впервые это явление описал английский астроном Френсис Бейли (F. Baily, 1774–1844) при наблюдении солнечного затмения 15 мая 1836 г.

**Число Вольфа** — один из индексов солнечной активности; наиболее простой, старый и общепотребительный из них. Его научное название — относительное цюрихское число солнечных пятен. Подсчитывается путем визуального наблюдения солнечного диска, спроецированного телескопом на белый экран. Значение числа Вольфа вычисляют по формуле  $R = k(10g + s)$ , где  $s$  (от spot) — количество солнечных пятен (несколько темных ядер, даже погруженных в общую полутень, считаются отдельными пятнами);  $g$  (от group) — количество групп пятен (каждое уединенное пятно, даже имеющее простую структуру, также считается группой);  $k$  — индивидуальный коэффициент наблюдателя; он нужен для того, чтобы приводить к единой системе подсчеты, сделанные разными наблюдателями, в различных условиях, на разных телескопах. Среднегодовые значения чисел Вольфа обычно лежат в диапазоне от 30 до 130, хотя за последние 300 лет менялись от 0 до 190. Среднегодовые числа Вольфа, начиная с 1700 г., можно найти на сайте <http://sidc.oma.be/DATA/yearssn.dat>. Среднемесячные числа Вольфа, начиная с 1749 г., опубликованы на сайте <http://science.msfc.nasa.gov/ssl/pad/solar/sunspots.htm>.

**Число Штреля** (англ. Strehl ratio) — мера качества оптической системы. Равно отношению реальной интенсивности в центре изображения точечного источника к теоретической интенсивности в центре совершенного дифракционно-ограниченного изображения, создаваемого идеальным телескопом того же диаметра. Из-за атмосферного размытия число Штреля у крупных наземных телескопов не превышает 0,1. Но применение систем адаптивной оптики позволяет достигать чисел Штреля около 0,6.

**Шаровое скопление** — звездное скопление, отличающееся от рассеянного скопления большим количеством звезд, их более высокой концентрацией к центру скопления и значительно большим возрастом, близким к возрасту Галактики (рис. 6.35). Обычно в шаровых скоплениях заключено  $10^5$ – $10^6$  звезд. В на-



Рис. 6.35. Шаровое звездное скопление Мессье 5

шей Галактике обнаружено около 160 шаровых скоплений; всего их, вероятно, не более 200. Маленькие галактики вообще не содержат шаровых скоплений или содержат всего несколько. А гигантские эллиптические галактики содержат тысячи шаровых скоплений.

**Широта, галактическая** — угловое расстояние светила к северу или югу от галактического экватора, большого круга, представляющего плоскость Млечного Пути.

**Широта, географическая** — угол между перпендикуляром к поверхности Земли и плоскостью земного экватора.

**Широта, геоцентрическая** — угол с вершиной в центре Земли между заданным направлением и плоскостью земного экватора.

**Широта, эклиптическая** — угловое расстояние светила к северу или югу от эклиптики. Вместе с эклиптической долготой образует эклиптическую систему координат.

**Шкала Антониади** для оценки *качества изображений* — введенная французским астрономом Эженом Антониади (1870–1944) пятиступенчатая шкала для субъективной оценки качества видимости при визуальных наблюдениях:

I — великолепное качество;

II — некоторая турбулентность, но временами качество великолепное;

III — приемлемое, но временами ухудшающееся до плохого;

IV — плохое; постоянная турбулентность;

V — ужасное; наблюдения практически невозможны.

**Шкала звездных величин** — логарифмическая шкала, используемая для сравнения освещенностей (потоков излучения) от различных объектов или отдельных их частей; за основание логарифмов принято число 2,512..., десятичный логарифм которого в точности равен 0,4. Единица ступени — 1 звездная величина; обозначается  $1^m$  (верхний индекс «*m*» набирается курсивом, чтобы отличить от минуты времени, у которой индекс прямой,  $1^m$ ). Возрастание на  $1^m$  соответствует *уменьшению* освещенности в  $10^{0,4} = 2,512...$  раз (см.: *звездная величина*). Начало отсчета (нуль-пункт) устанавливается по специально выбранным звездам, называемым стандартами.

**Эддингтоновский предел светимости** ( $L_{\text{Edd}}$ ), или критическая светимость — значение светимости космического объекта, при которой давление его излучения на окружающее вещество равно его гравитационному притяжению. Классический эддингтоновский предел учитывает только томсоновское рассеяние квантов в водородной плазме для изотропного источника:  $L_{\text{Edd}} = 10^{31} (M/M_{\odot})$  Вт. При дополнительном учете поглощения в спектральных линиях говорят о «модифицированном эддингтоновском пределе», который ниже классического.

**Экваториальная монтировка** — конструкция, позволяющая астрономическому инструменту поворачиваться вокруг двух осей, одна из которых (полярная, или часовая ось) параллельна оси мира, а другая (ось склонений) перпендикулярна первой.

**Экзопланета**, или внесолнечная планета — планета, принадлежащая иной, не Солнечной планетной системе (англ. Extrasolar Planet или Exoplanet). Возможно также существование свободных планет, не связанных с конкретной звездой.

Первая система из трех экзопланет была открыта в 1991 г. вокруг нейтронной звезды-радиопульсара PSR B1257+12. Открытие совершил работающий в США на 305-м телескопе Аресибо польский радиоастроном Алекс Вольцшан, заметив периодическое изменение частоты прихода импульсов от пульсара. Поиск планет у сотен других пульсаров пока дал весьма скромный результат: еще у одного пульсара обнаружилась одна планета. Хотя планеты у пульсара PSR B1257+12 по своим массам похожи на Землю, их происхождение представляется «вторичным». Известно, что рождению нейтронной звезды предшествует взрыв сверхновой, вызывающий большую потерю массы (в виде сброшенной оболочки звезды). Поэтому исходная планетная система не смогла бы сохраниться: имея большие орбитальные скорости, планеты улетели бы от легкой нейтронной звезды. Но если взорвавшаяся звезда входила в двойную систему с более массивным (к моменту взрыва) компонентом, то из вещества второй звезды, перетекавшего на пульсар уже после взрыва, возможно, могли бы образоваться планетообразные тела.

«Настоящая» экзопланета была впервые обнаружена в 1995 г. Это сделали астрономы Женевской обсерватории (Швейцария) Мишель Майор и Дидье Квеллоц, построившие спектрометр, способный измерять доплеровское смещение линий с точностью до 13 м/с. В 1994 г. они начали регулярные измерения лучевых скоростей 142 солнцеподобных звезд из близкого окружения Солнца и довольно быстро обнаружили «покачивания» звезды 51 Пегаса (51 Peg) с периодом 4,23 сут, вызванные влиянием на нее планеты по массе близкой к Юпитеру. В эти годы подобными поисками занимались уже несколько групп астрономов, но первая удача, отчасти случайно, пришла к группе Майора.

К концу XX в. было обнаружено около 20 планетных систем у близких звезд, а к началу 2008 г. уже в 230 системах замечено присутствие более чем 270 планет (до 5 планет в системе). Большинство из них открыто доплеровским методом — по периодическому изменению лучевой скорости звезды. Пока так обнаруживаются лишь сравнительно массивные и близкие к звезде планеты-гиганты, но год от года снижается нижняя граница массы и возрастает предельное расстояние. К 2008 г. массы замеченных доплеровским методом экзопланет лежат в интервале от 5 масс Земли до 15 масс Юпитера (граница между



планетами и коричневыми карликами), а большие полуоси орбит — от 0,02 до 200 а.е. Эксцентриситеты орбит, как правило, довольно большие.

Несколько экзопланет открыто недоплеровскими методами: 1) путем прямой регистрации изображения крупной планеты (возможно, две из них — коричневые карлики) на угловом расстоянии 0,7–6'' от звезды. В линейной мере это соответствует десяткам и сотням астрономических единиц; 2) по эффекту гравитационного микролинзирования при прохождении планеты перед звездой; 3) по эффекту затмения звезды планетой. Подробнее см. <http://exoplanet.eu>.

**Эклиптика** — видимый путь Солнца на небесной сфере в течение тропического года. Плоскость эклиптики — это плоскость орбиты Земли в ее движении вокруг Солнца.

**Экстинкция** (лат. *extinctio*, гашение) — полное ослабление света при его прохождении сквозь вещество (например, сквозь земную атмосферу), вызванное процессами поглощения и рассеяния. Величина атмосферной экстинкции зависит от длины волны ( $\lambda$ ), зенитного расстояния объекта ( $z$ ), состояния атмосферы (содержания в ней пыли, влаги, озона и т.п.) и от высоты обсерватории над уровнем моря (табл. 6.14). Учет экстинкции состоит в определении разности между наблюдаемым блеском объекта ( $m_z$ ) и его внеатмосферной величиной ( $m_0$ ). В простейшем случае он основывается на законе Бугера, указывающем, что интенсивность света ( $I$ ) ослабевает экспоненциально с толщиной ( $x$ ) пройденного вещества:  $I = I_0 \exp(-kx)$ . Тогда ослабление блеска светил в звездных величинах составляет:

$$m_z - m_0 = \alpha F(z),$$

где  $\alpha$  — коэффициент экстинкции (равный сумме коэффициентов поглощения и рассеяния),  $F(z)$  — масса воздуха, проходимого лучом, выраженная в единицах массы воздуха в направлении на зенит (так называемая «воздушная масса»).

Обычно наблюдаемый блеск светила исправляют, учитывая экстинкцию, в два этапа. Сначала, чтобы получить звездную величину в зените ( $m_{z=0}$ ), осуществляют *редукцию к зениту*:

$$m_{z=0} = m_z - \alpha[F(z) - 1].$$

Этих величин достаточно, чтобы сравнивать наблюдения, полученные на одной обсерватории в разное время. Но для сравнения

наблюдений, полученных на разных обсерваториях, необходима еще *редукция за пределы атмосферы*:

$$m_0 = m_{z=0} - \alpha.$$

Таблица 6.14. Коэффициенты экстинкции для диапазонов спектра системы UVV

	Мауна Кеа (Гавайи) $H = 4200$ м	Серро Тололо (Чили) $H = 2200$ м	Мак Дональд (США) $H = 2070$ м	п. Научный (Крым) $H = 600$ м
$a_V$	0,092	0,13	0,15	0,26
$a_B$		0,26	0,26	0,35
$a_U$		0,50	0,55	0,65

В подобных расчетах нередко фигурирует величина  $p$ , называемая *коэффициентом прозрачности* (или *пропускания*) земной атмосферы. Ее определяют как  $\alpha = -2,5 \lg p$ .

**Эксцентриситет орбиты** — параметр, характеризующий форму орбиты, которую можно представить одним из конических сечений (круг, эллипс, парабола, гипербола); обозначается латинской буквой  $e$ ; выражается через отношение большой ( $a$ ) и малой ( $b$ ) полуосей орбиты:  $e^2 = 1 - b^2/a^2$ . При  $e = 0$  орбита круговая, при  $0 < e < 1$  — эллиптическая, при  $e = 1$  — параболическая, при  $e > 1$  — гиперболическая.

**Электронвольт, эВ** — единица энергии. Кинетическую энергию в 1 эВ приобретает частица с электрическим зарядом в 1 элементарный заряд (как у электрона или протона), прошедшая через промежуток с разностью потенциалов в 1 вольт.  $1 \text{ эВ} = 1,602 \cdot 10^{-19} \text{ Дж} = 1,602 \cdot 10^{-12} \text{ эрг}$ . Производные единицы: мегаэлектронвольт,  $1 \text{ МэВ} = 10^6 \text{ эВ}$ ; гигаэлектронвольт,  $1 \text{ ГэВ} = 10^9 \text{ эВ}$ . Энергия оптического фотона с длиной волны  $5500 \text{ \AA}$  (желто-зеленый цвет) составляет 3 эВ. Энергия ионизации атома водорода 13,6 эВ, а других атомов — от 3,9 эВ у цезия до 24,6 эВ — у гелия.

**Электронно-оптический преобразователь, ЭОП** — устройство, увеличивающее яркость изображения. Вакуумированная трубка со стеклянными окнами на торцах. Входное окно — фотокатод — покрыто слоем вещества, испускающим электроны под действием света; а выходное окно — экран — слоем фосфоресцирующего материала (люминофора). Между фотока-

тодом и экраном прикладывается высокое напряжение; кроме этого, имеется система электрической или магнитной фокусировки электронов. При освещении фотокатода выбитые электроны ускоряются электрическим полем и фокусируются на экране, вызывая свечение люминофора. Выигрыш в яркости получается за счет того, что электрон, выбитый на входе одним фотоном, увеличивает свою энергию при пролете в электрическом поле, и, попадая в люминофор, рождает множество фотонов на выходе. Однокаскадный ЭОП способен дать выигрыш в яркости около 100 раз. Последовательно сочленив три однокаскадных ЭОП'а, можно получить формальное усиление яркости в миллион раз, но поскольку возникают шумы и возрастает яркость фона, реальный выигрыш достигает 10–50 раз.

**Эллиптическая галактика** — галактика, лишенная диска и имеющая форму, близкую к эллипсоиду. К этому типу галактик относятся как самые массивные (до  $10^{12}$  масс Солнца), так и самые маломассивные ( $10^7$ – $10^8$  масс Солнца). Эллиптические галактики содержат очень мало межзвездного вещества и молодых звезд (часто — не содержат вовсе).

**Элонгация** — геоцентрический угол между планетой и Солнцем или между планетой и ее спутником.

**Эон** (аеон) — единица времени, равная миллиарду ( $10^9$ ) лет.

**Эпоха** — определенный момент времени, используемый астрономами для указания значений разнообразных переменных величин, что делает возможным их сравнение (например, координаты звезд, ориентация планетных орбит, периоды пульсаров, и т. п.). Сейчас в астрономии широко используется стандартная эпоха J2000. Она приходится на полдень 1 января 2000 г. (1,5 января 2000 = JD 2451545.0). Буква J обозначает юлианскую стандартную эпоху. Следующие одна за другой стандартные юлианские эпохи отличаются обычно на полное юлианское столетие, составляющее 36525 суток (например, J1900 = 2415020.0). Во второй половине XX в. обычно использовалась стандартная эпоха B1950 — начало Бесселева 1950 года. B1950 = JD 2433282.423 = январь 0.923<sup>d</sup>, 1950).

**Эра** — так называют либо крупный исторический период, объединенный каким-то общим признаком, либо начальный момент системы летосчисления. Например, христианский мир ведет

отсчет времени от Рождества Христова, положившего начало новой, христианской, или нашей эре. Для исламских сообществ главным событием служит бегство пророка Мухаммеда из Мекки в Медину 15 июня 622 г. Для иудеев — сотворение Господом мира 6 октября 3761 г. до н.э. Однако, согласно православной христианской версии, это событие произошло раньше — в 5508 г. до н.э.; от этой точки вело счет времени Российское государство до 1700 г. Древние римляне почитали основание своего Вечного города (753 г. до н.э.) и отсчитывали от него все годы в своих хрониках. В конце XVI в. для удобства астрономических и хронологических расчетов была введена Юлианская эра с началом в 4713 г. до н.э. (см. юлианские дни).

**Эталон Фабри-Перо** — оптический прибор для получения спектров с высоким разрешением. Состоит из двух плоских стеклянных пластин, параллельных друг другу и разделенных небольшим воздушным промежутком. Поверхности пластин покрыты полупрозрачным отражающим слоем. Интерференция при многочисленных отражениях между зеркалами эталона дает множество перекрывающихся сегментов спектров высокого порядка.

**Эфемерида** — таблица заранее вычисленных положений Солнца, Луны, планет, спутников или других небесных объектов, рассчитанная для нескольких последовательных моментов времени (от греч. *ephemeris*, *ephemeridos* — на каждый день). В действительности, для медленно движущихся небесных тел (Плутона) моменты берутся реже, для быстро движущихся тел (Луны) — чаще.

**Юлианские дни (JD)** — система непрерывного счета времени, предложенная в 1583 г. Жозефом Скалигером (1540–1609) для целей хронологии. Счет юлианских дней ведется от гринвичского полудня 1 января 4713 г. до н.э. по юлианскому календарю (что соответствует 4712 г. по астрономическому счету лет, содержащему нулевой год). Каждый день при этом счете имеет свой порядковый номер. Юлианские сутки начинаются в средний гринвичский *полдень*. Например, юлианская дата 2452200,5 JD соответствует 18,0 октября 2001 г. Моменты астрономических наблюдений обычно выражают в юлианских сутках и их долях. Например, 3 часа ночи в Гринвиче 18 октября 2001 г. соответствует юлианской дате 2452200,625 JD.

Дата отсчета юлианских дней знаменует начало *юлианского периода* длительностью в  $7980 \text{ лет} = 28 \times 19 \times 15 \text{ лет}$ , представ-

ляющего собой наименьшее кратное трех циклов: солнечного в 28 лет, приводящего дни недели на те же числа месяца, лунного цикла Метона в 19 лет, приводящего фазы Луны на прежние числа месяца, и периода в 15 лет, так называемого индикта, исходно регулировавшего сбор подати в римской империи, а в 312 г. по указанию византийского императора Константина Великого заменившего собой олимпиады в качестве цикла исчисления времени. Год 4713 до н. э. был первым годом одновременно во всех трех циклах. Конец первого юлианского периода придется на 23 января 3268 г. по григорианскому календарю. В астрономических календарях приведены числа юлианского периода на каждый день года.

В 1960-е годы у астрономов получил распространение счет времени в *модифицированных юлианских днях* (MJD). В нем начало отсчета сдвинуто на середину XIX в., а начало суток перенесено на гринвичскую полночь, что более удобно в практических расчетах. Модифицированные юлианские дни связаны с юлианскими днями формулой  $MJD = JD - 2400000,5$ .

**Юстировка** — приведение в правильное взаимное положение оптических деталей прибора. Юстировка телескопа состоит в установке всех линз и зеркал на расчетных взаимных расстояниях, центрировании и совмещении их оптических осей. Обычно инструмент считается отъюстированным, если при рассматривании через окулярную трубку с вынутым окуляром все зеркала, линзы и их изображения видны концентрично друг другу.

**Ядро галактики** — центральная часть крупной спиральной или эллиптической галактики, выделяющаяся высокой яркостью. Точного определения этот термин не имеет. Первоначально астрономы называли «ядром» центральный звездообразный источник света, заметный на фотографиях некоторых крупных галактик. У близких галактик это область размером порядка 10 пк. Позже специалисты разных профилей стали понимать под ядром области разного размера — от долей парсека до килопарсеков — в зависимости от применяющейся наблюдательной техники и изучаемых с ее помощью процессов. Поэтому, говоря о ядре галактики, необходимо уточнять, область какого размера имеется в виду.

**Янский** (jansky) — внесистемная единица спектральной плотности потока излучения, применяемая в астрономии. Названа в честь американского инженера Карла Янского (Karl Jansky,

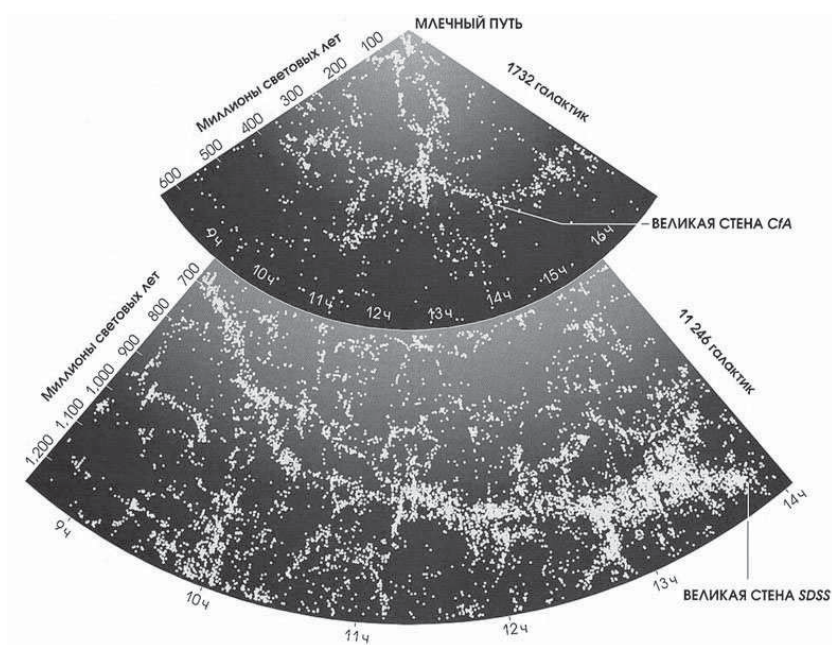


Рис. 6.36. Ячеистая структура Вселенной ясно видна на карте распределения галактик (светлые точки), построенной по результатам измерения их красных смещений. CfA — обзор Гарвард–Смитсоновского астрофизического центра; SDSS — Слоановский цифровой обзор неба. Наша галактика находится вверху, в основании сектора. «Великие стены» — обширные области высокой пространственной плотности галактик

1905–1950), открывшего в 1931 г. космическое радиоизлучение.  $1 \text{ Ян} = 10^{-26} \text{ Вт}/(\text{м}^2 \cdot \text{Гц})$ ;  $1 \text{ Ю} = 10^{-26} \text{ Вт м}^{-2} \text{ Нз}^{-1}$ . В радиоастрономии часто используют дольную единицу «миллианский»:  $1 \text{ мЯн} = 10^{-29} \text{ Вт}/(\text{м}^2 \cdot \text{Гц})$ .

**Ячеистая структура Вселенной** — крупномасштабная неоднородность пространственного распределения галактик и скоплений галактик, большая часть которых сосредоточена в «стенках ячеек», практически пустых внутри. Характерный размер ячеек около 100 Мпк, толщина стенок 3–4 Мпк. Отдельные фрагменты ячеистой структуры иногда называют сверхскоплениями галактик. Часто сверхскопления имеют сильно вытянутую форму, наподобие нитей, поскольку образованы пересечением стенок ячеек. Наиболее крупные и богатые скопления галактик располагаются в узлах, образованных пересечением нитей (ребер) ячеек.

## Аббревиатуры

**а. е.** — астрономическая единица.

**ГР-диаграмма**, или *диаграмма ГР*, или *диаграмма Г–Р* — диаграмма Герцшпрунга–Рассела.

**ИСЗ** — искусственный спутник Земли.

**КА** — космический аппарат (непилотируемый, зонд).

**КК** — космический корабль (пилотируемый).

**кпк** — килопарсек; см. парсек.

**М** — каталог незвездных объектов, т. е. скоплений и туманностей, опубликованный в 1782 г. французским астрономом Шарлем Мессье.

**МАС** — Международный астрономический союз.

**Мпк** — мегапарсек; см. парсек.

**пк** — парсек.

**св. год** — световой год.

**ФЭУ** — *фотоэлектронный умножитель*.

**ЭОП** — *электронно-оптический преобразователь*.

**ADC** — Astronomical Data Center, Национальный центр астрономических данных США. Адрес в Интернет — <http://ads.gsfc.nasa.gov/pub/adc/>.

**AURA** — Association of Universities for Research in Astronomy, объединение 29 университетов США и 6 международных организаций для эксплуатации крупных астрономических приборов. Включает в себя Институт Космического телескопа, Национальную солнечную обсерваторию, телескопы «Джемини», телескопы на обсерваториях Китт Пик (США) и Серро Тололо (Чили). См.: <http://www.aura-astronomy.org/h/hBot.html>.



**B1950** — см. *эпоха, год, Бесселев*.

**BD** — Bonner Durchmusterung, звездный каталог, составленный в Боннской обсерватории в 1863 г. под руководством Ф. Аргеландера. Содержит координаты и блеск около 450 тыс. звезд до предельной величины  $9,5^m$ .

**CBAT** — Central Bureau for Astronomical Telegrams, Центральное бюро астрономических телеграмм. Организация Международного астрономического союза, принимающая и проверяющая сообщения об открытии астрономических объектов: комет, астероидов, новых и сверхновых звезд, и проч. Право на открытие признается астрономической общественностью лишь в случае своевременной посылки сообщения в CBAT. Адрес в Интернет — <http://cfa-www.harvard.edu/cfa/ps/cbat.html>.

**CDS** — Centre de Données astronomiques de Strasbourg, Центр астрономических данных в г. Страсбуре (Франция), аккумулирующий всевозможные каталоги и отдельные данные об астрономических объектах. Адрес в Интернет — <http://cdsweb.u-strasbg.fr>.

**GMT** — Greenwich Mean Time, среднее гринвичское время = всемирное время.

**GSD** — Greenwich Siderial Date, гринвичская звездная дата, количество звездных суток, прошедших в Гринвиче с момента начала тех звездных суток, которые последовали за юлианской датой 0.0 JD. Целую часть GSD называют Greenwich sidereal day number.

**GSC** — Guide Star Catalog, Каталог гидировочных звезд, включающий данные о 15 млн звезд и 4 млн незвездных объектов. Создан для обеспечения работы Космического телескопа «Хаббл». Доступен в Интернет (<http://archive.eso.org/gsc/gsc/>). Готовится следующая версия каталога, GSC II, которая будет содержать данные для 500 млн объектов.

**ESA** — European Space Agency, Европейское космическое агентство.

**HIPPARCOS** — High Precision PARallax Collecting Satellite (ESA), астрометрический искусственный спутник Земли, работавший с 1989 по 1993 гг. и измерявший положение

и и блеск звезд. По результатам этих измерений создан *каталог HIPPARCOS*, включающий координаты, геометрические параллаксы, собственные движения и блеск около 118 220 звезд. Погрешность данных каталога около 0,001". Он доступен по <http://archive.ast.cam.ac.uk/hipp/>.

**HST** — Hubble Space Telescope (NASA), Космический телескоп «Хаббл», запущенный на околоземную орбиту высотой 600 км в 1990 г. Диаметр главного зеркала 2,4 м. См.: <http://hubblesite.org/>.

**J2000** — см. *эпоха*.

**NASA** — National Aeronautics and Space Administration; Национальное управление по аэронавтике и исследованию космического пространства (НАСА). Правительственная организация США по исследованию полетов в атмосфере и за ее пределами. Создана в 1958 г. Осуществляет планирование и финансирование космических исследований, разработку и запуск космический аппаратов, подготовку астронавтов, распространение информации об исследованиях космоса.

**NGC** — New General Catalogue, каталог незвездных объектов, т.е. скоплений и туманностей, опубликованный Йоханом Л. И. Дрейером в 1887.

**SIMBAD** — Set of Identifications, Measurements and Bibliography for Astronomical Data, База обозначений, измерений и библиография астрономических данных. Постоянно пополняемая база данных о более чем 3 млн астрономических объектов. Поддерживается Центром астрономических данных в Страсбуре и доступна по <http://simbad.u-strasbg.fr/Simbad>.

**TDB** — барицентрическое динамическое время (англ. Barycentric Dynamical Time), независимый аргумент эфемерид и уравнений движения, отнесенный к барицентру Солнечной системы.

**Tycho** — каталог координат и звездных величин 1 058 000 звезд, полученный по данным спутника HIPPARCOS. Точность измерений координат каталога от 0,007" до 0,025". Доступен по <http://archive.ast.cam.ac.uk/hipp/>.

**VLA** — Very Large Array, радиотелескоп апертурного синтеза, состоящий из 27 параболических антенн, каждая диаметром 26 м, перемещающихся по Y-образному рельсовому пути на площади диаметром 27 км. Проводит наблюдения на волнах от 1,3 до 92 см. Национальная радиоастрономическая обсерватория близ Сокорро (Нью Мексико, США).

**VLBA** — Very-Long-Baseline Array, радиоинтерферометр (США), включающий в себя 10 радиотелескопов диаметром по 25 м, из которых 8 расположены на Североамериканском континенте, 1 на Гавайских островах и 1 на о. Пуэрто-Рико.

**VLBI** — Very-Long-Baseline Interferometry, радиоастрономический метод синтеза изображения со сверхвысоким угловым разрешением при помощи нескольких разнесенных на межконтинентальное расстояние радиотелескопов.

**VLТ** — Very Large Telescope, система оптических телескопов Европейской южной обсерватории (ESO) на горе Паранал (Чили). Система включает в себя четырех 8,2-метровых и три 1,8-метровых телескопа, которые смогут работать как по отдельности, так и совместно в режиме интерферометра (VLTI).

**UT** — Universal Time, всемирное время = среднее гринвичское время.

**UTC** — Coordinated Universal Time, *координированное всемирное время*.

### Диапазоны спектра

**C-band** — рентгеновский диапазон с длинами волн от 5 до 10 нм.

**S-band** — радиодиапазон в области длины волны 13 см.

**X-band** — радиодиапазон в области длины волны 3,5 см.

## Данные об авторах

*Куимов Константин Владиславович*, доктор физико-математических наук, Государственный астрономический институт им. П. К. Штернберга, МГУ.

*Курт Владимир Гдалевич*, доктор физико-математических наук, профессор, Астрокосмический центр Физического института им. П. Н. Лебедева Российской Академии наук (АКЦ ФИАН).

*Рудницкий Георгий Михайлович*, кандидат физико-математических наук, Государственный астрономический институт им. П. К. Штернберга, МГУ.

*Сурдин Владимир Георгиевич*, кандидат физико-математических наук, доцент, Государственный астрономический институт им. П. К. Штернберга, МГУ.

*Теребиж Валерий Юзефович*, доктор физико-математических наук, Государственный астрономический институт им. П. К. Штернберга, МГУ и Крымская астрофизическая обсерватория (Украина).