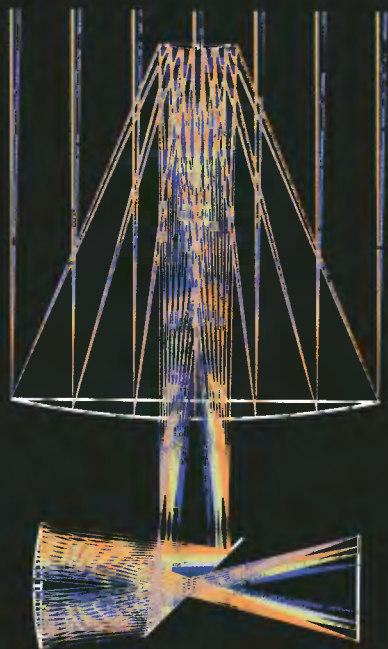




В.Ю. Теребиж

СОВРЕМЕННЫЕ ОПТИЧЕСКИЕ ТЕЛЕСКОПЫ



В.Ю. Теребиж

СОВРЕМЕННЫЕ ОПТИЧЕСКИЕ ТЕЛЕСКОПЫ

*Допущено УМС по физике УМО по классическому университетскому
образованию вузов РФ в качестве учебного пособия для студентов
высших учебных заведений, обучающихся по специальностям
010701-Физика и 010702-Астрономия и направлению 010700-Физика*



МОСКВА
ФИЗМАТЛИТ
2005

УДК 520
ББК 22.6
Т 35

Теребиж В. Ю. **Современные оптические телескопы.** — М.: ФИЗМАТЛИТ, 2005. — 80 с. — ISBN 5-9221-0586-8.

В течение четверти века суммарная площадь зеркал всех астрономических телескопов, работающих в оптическом диапазоне длин волн, возросла почти в 10 раз. Современные инструменты позволяют получить более детальные изображения объектов, чем их предшественники, в частности преодолен «атмосферный барьер» качества изображений. Почему стал возможным столь быстрый прогресс? Как устроены новые телескопы? Какие проекты будут реализованы в ближайшие годы? Эти вопросы и обсуждаются в брошюре. Прослеживается историческая преемственность идей, определяющих развитие телескопостроения.

Для студентов, специализирующихся в области астрономии, научных работников смежных специальностей и широкого круга людей, интересующихся естествознанием.

ISBN 5-9221-0586-8

© ФИЗМАТЛИТ, 2005

© В. Ю. Теребиж, 2005

ОГЛАВЛЕНИЕ

1. Введение	5
2. Качество изображений	7
3. Системы телескопов	10
4. Рефрактор	12
5. Рефлекторы с малым и умеренным полем зрения	14
5.1. Однозеркальный телескоп (15). 5.2. Классический двухзеркальный телескоп (17). 5.3. Апланатический двухзеркальный телескоп (20). 5.4. Иные двухзеркальные системы (22). 5.5. Трехзеркальный анастигмат Корша (23). 5.6. Многозеркальные системы. Hobby–Eberly Telescope (24). 5.7. Распределение крупных телескопов по типам (26).	
6. Оптические интерферометры	27
6.1. Общие принципы (28). 6.2. Действующие интерферометры (34). 6.3. Проект SIM (36).	
7. Обзорные телескопы	37
7.1. Камера Шмидта (37). 7.2. Система Максудова (40). 7.3. Система Рихтера–Слефогта (41). 7.4. Линзовый корректор в первичном фокусе (42). 7.5. Проект LSST (44). 7.6. Проект Рап-STARRS (46). 7.7. Проект SNAP (47). 7.8. Проект LAMOST (48). 7.9. Двухзеркальные апланаты Шварцшильда (49).	
8. Космический телескоп имени Хаббла и его преемник — NGST	54
9. Новые черты телескопов	57
9.1. Материалы для зеркал (57). 9.2. Применение тонких и мозаичных зеркал. Телескопы Кеск (57). 9.3. Точность изготовления больших оптических поверхностей (60). 9.4. Активная оптика (60). 9.5. Адаптивные оптические системы (61). 9.6. Роботизированные системы ROTSE-III, RAPTOR и MASTER (63). 9.7. Некоторые другие особенности телескопов (65). 9.8. Стоимость телескопов (66).	

10. Гигантские телескопы будущего	68
10.1. Проект GSMT (69). 10.2. Проект Еуго50 (69).	
11. Заключительные замечания	71
Приложение. 50 крупнейших телескопов мира	72
Список литературы	77
Написание иностранных фамилий, не указанных в списке литературы	79

1. Введение

Когда говорят об отличительных чертах современных телескопов, обычно имеют в виду то обстоятельство, что их размеры существенно превосходят прежние достижения, еще недавно считавшиеся близкими к предельным. Рефлектор Хейла (G. E. Hale 200-inch telescope) диаметром 5 м, введенный в действие в 1948 году, более четверти столетия оставался крупнейшим телескопом, пока на Кавказе не установили 6-м рефлектор БТА. Изготовление обоих телескопов заняло десятилетия и потребовало столь значительных усилий и расходов, что, казалось, апертура не скоро будет заметно увеличена. Но к началу 2004 года БТА занимал уже место в конце второй десятки инструментов, ранжированных по диаметру апертуры ...

Столь быстрое развитие было трудно предвидеть в 1970-е годы. 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 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: новые 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 теоретически предельному значению;

- новые методы получения и анализа информации, связанные с применением компьютеров.

Взятые в совокупности, эти достижения радикально изменили вид списка крупнейших телескопов мира (см. приложение). Четверть века назад создание рефлекторов диаметром 8–10 м 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 25–30 м, а в перспективе намечается строительство 100-метрового рефлектора.

Известно, что схема проектируемого телескопа во многом зависит от начального и конечного условий, а именно от поставленных наблюдательных задач и свойств приемника излучения. Краткость этого очерка вынуждает нас только вскользь затронуть соответствующие вопросы. Чтобы изложение не стало чисто описательным, пришлось оставить в стороне некоторые

интересные системы и проекты, а также свести к минимуму количество приводимых 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], Максудова [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. Трактат Кинга [1995], очерки Герцбергера [1966], Мюрсеппа и Вейсманна [1984], Шарова и Новикова [1989], а также упомянутые выше книги Вилсона содержат интересную информацию исторического характера.

2. Качество изображений

Для дальнейшего нам следует выбрать величину, которая характеризует качество изображения, даваемого телескопом. Конечно, с помощью единственного параметра можно лишь приближенно 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 λ наблюдается источник света пренебрежимо малых угловых размеров (*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 сформировано очень далеко от экрана¹⁾. Введением оптических элементов — линз и зеркал — мы приближаем дифракционное

¹⁾ 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.

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. 1). Она состоит из цен-

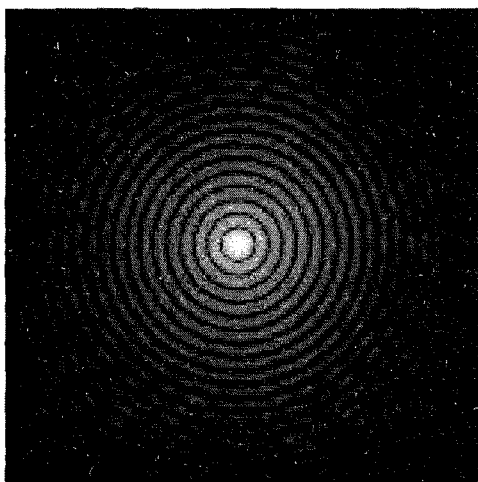


Рис. 1. Дифракционное изображение (в логарифмической шкале яркости) точечного источника света с длиной волны 0.5 мкм, построенное телескопом диаметром 10 м с фокусным расстоянием 20 м. Диаметр центрального яркого пика (диска Эри) равен $2.5 \text{ мкм} \simeq 0''.025$

трального 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.

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 Δ_{80} и будем измерять его либо в секундах дуги ($''$), либо в микронах (мкм, μm). Для космического телескопа с идеальной оптикой

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

где Δ_{80} дается в угловых секундах, длина волны света — в микронах, 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 Δ_{80} , но в оптическом контексте параметр Δ_{80} более информативен. В случае дифракционного изображения $\Delta_{80} \simeq \simeq 1.74 \times FWHM$; 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 имени Хаббла (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 Δ_{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 η диаметров экранирующего элемента и свободного отверстия телескопа называют *коэффициентом центрального экранирования*. Наблюдатели планет знают, что с повышением η 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 η 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 Кека строит изображения размером $\Delta_{80} \simeq 0''.4$. Активная оптическая система телескопа NTT диаметром 3.5 м Европейской южной обсерватории (ESO) обеспечивает $\Delta_{80} \leq \leq 0''.40$, когда корректируются только дефокусировка и накло-

ны волнового фронта, и $\Delta_{80} \leq 0''.15$, когда корректируются все aberrации 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. 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 катадиоптрические¹⁾ 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 Максудова²⁾ (см. ссылки на оригинальные работы в книгах, перечисленных в разделе 1). Под базовыми катадиоптрическими системами мы подразумеваем схемы Шмидта (1930), Максудова (1941) и Рихтера-Слефогта (1941). Наконец, среди трехзеркальных систем в один ряд с классическими телескопами можно поставить анастигмат Корша [1972, 1991].

В таблице 1 дана упрощенная классификация телескопов, достаточная для наших целей. Подробное описание этих систем не входит в задачи очерка, однако краткая характеристика исходных схем представляется совершенно необходимой для понимания 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.

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

²⁾ Независимо от других исследователей Д. Д. Максудов 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 Максудова были опубликованы только в 1932 г.

Таблица 1. Основные типы телескопов

Рефракторы

Линзовый объектив

Медиал Шупмана

Рефлекторы

Однозеркальные

Двухзеркальные

Кассегрен

Классическая система

Мерсенн

Ричи-Кретьен

Долл-Киркэм

Прессман-Камишель

Грегори

Классическая система

Мерсенн

Грегори-апланат

Зеркальный Шмидт

Апланаты Шварцшильда

Трехзеркальные

Осевые системы с частичным исправлением аберраций

Анастигмат Корша

Внеосевые системы

Многозеркальные телескопы

Катадиоптрические телескопы

Однозеркальные

Шмидт

Максутов

Рихтер-Слефогт

Корректор в прямом фокусе

Двухзеркальные

Квази Ричи-Кретьен

Трехзеркальные

Мерсенн-Пол с линзовым корректором

Оптические интерферометры

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 2ω . Именно, если диаметр поля зрения субсекундного качества не превосходит 1° , 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».

4. Рефрактор

Классическая теория рефракторов остается не только важной, но и весьма привлекательной дисциплиной. Она содержит целый ряд красивых идей, начиная со способа ахроматизации объективов, предложенного Честером Холлом (1733) и Леонардом Эйлером (1747). Своеобразна идея Шупмана (1899) компенсировать хроматизм объектива в виде одиночной линзы путем оптического сопряжения его с небольшим зеркалом Манжена (см. Дэли [1984]). Ясное изложение основных 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

астрономических рефракторов описаны Бэкером [1963]; наконец, современное обсуждение этой области, включающее большое число примеров, содержит обзор Сераджоли [2003].

Объективы наибольших рефракторов лишь ненамного превосходят 1 м: линзы большего диаметра уже заметно прогибаются под действием собственного веса, однако линзы, в отличие от зеркал, 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 мы будем говорить далее, позволяют восстановить исходную форму волнового фронта. Таким образом, и здесь пальма первенства перешла к рефлекторам.

5. Рефлекторы с малым и умеренным полем зрения

В приложении к данному очерку приведен список, включающий 50 оптических звездных телескопов, которые к началу 2004 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 2

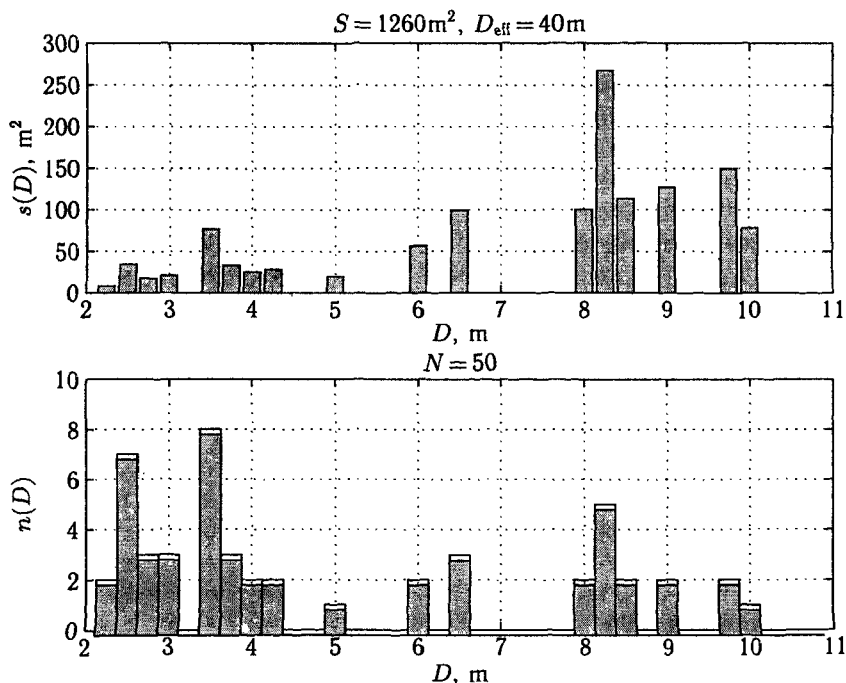


Рис. 2. Внизу — распределение телескопов по диаметру апертуры D (м),верху — соответствующие значения суммарной площади апертуры (м^2)

показывает распределение диаметров апертуры и отвечающие ему значения суммарной площади зеркал в пределах каждого интервала значений D .

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 GTC использован опыт двух его предшественников — телескопов Кеск, зеркала которых диаметром 9.8 м состоят из аналогичных элементов размером 1.8 м (см. раздел 9.2).

Сведения, представленные в верхней части рисунка 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 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.

5.1. Однозеркальный телескоп. Проще всего 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 веке 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, называли *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 Δ_{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 рисунок 3, на котором показаны *точечные диаграммы* — картины пере-

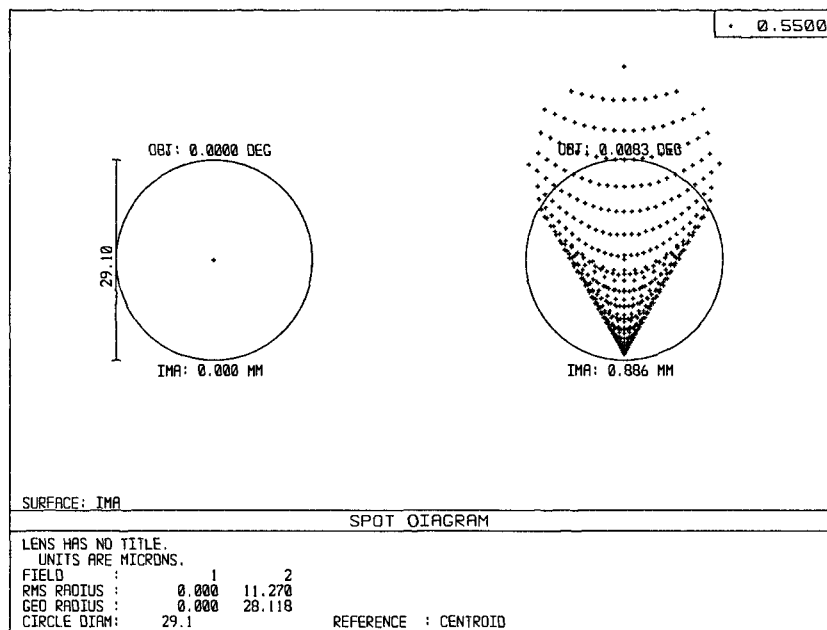


Рис. 3. Изображения звезды, построенные параболоидом диаметром 3 м и фокусным расстоянием 6 м. Слева — на оптической оси, справа — на угловом расстоянии $0'.5$ от оси. Диаметр окружности 29.1 мкм соответствует $1''$ дуги

сечения 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 характеристике 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, Δ_{80}'' — размер пятна комы на краю поля зрения, выраженный в угловых секундах, а $\phi \equiv F/D$ — фокальное отношение¹⁾. 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). Как видно из формулы (2), поле зрения быстро растет с уменьшением светосилы

¹⁾ В технической литературе для фокального отношения часто используется термин *f-number*.

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 ϕ составляет, соответственно, 1.5 и 1.7 .

5.2. Классический двухзеркальный телескоп. Основные схемы двухзеркального телескопа были предложены Никола Кассегреном (рис. 4) и Джеймсом Грегори (рис. 5) в XVII веке. В

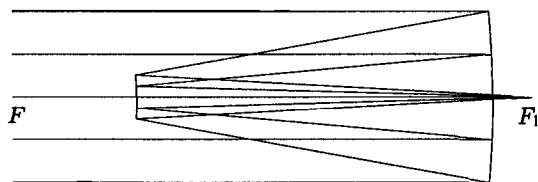


Рис. 4. Оптическая схема Кассегрена

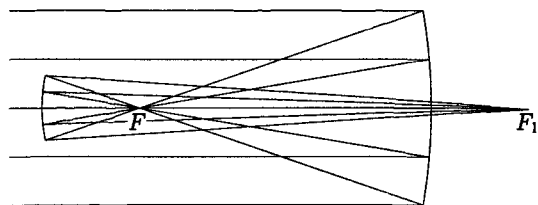


Рис. 5. Оптическая схема Грегори

классических версиях этих систем главное зеркало представляет собой параболоид вращения. Изображение 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 аберрации поверхность этого зеркала должна иметь форму выпуклого гиперболоида, 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.

Схема Кассегрена более компактна, а потому в прошлом она чаще использовалась в звездных телескопах. 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 системы действителен ¹⁾.

Если нужно получить параллельный выходной пучок света, т. е. удалить вторичный фокус F_1 в бесконечность, то поверхности вторичного зеркала придают форму парабоида, выпуклого в системе Кассегрена и вогнутого в системе Грегори. Обе эти 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,

¹⁾ В рефлекторах световой пучок обычно ограничивается оправой главного зеркала, играющей роль *входного зрачка*. Его изображение 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.

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 Кеск имеют параболическую форму; телескопы диаметром 8.4 м, составляющие LBT (Large Binocular Telescope, рис. 6),

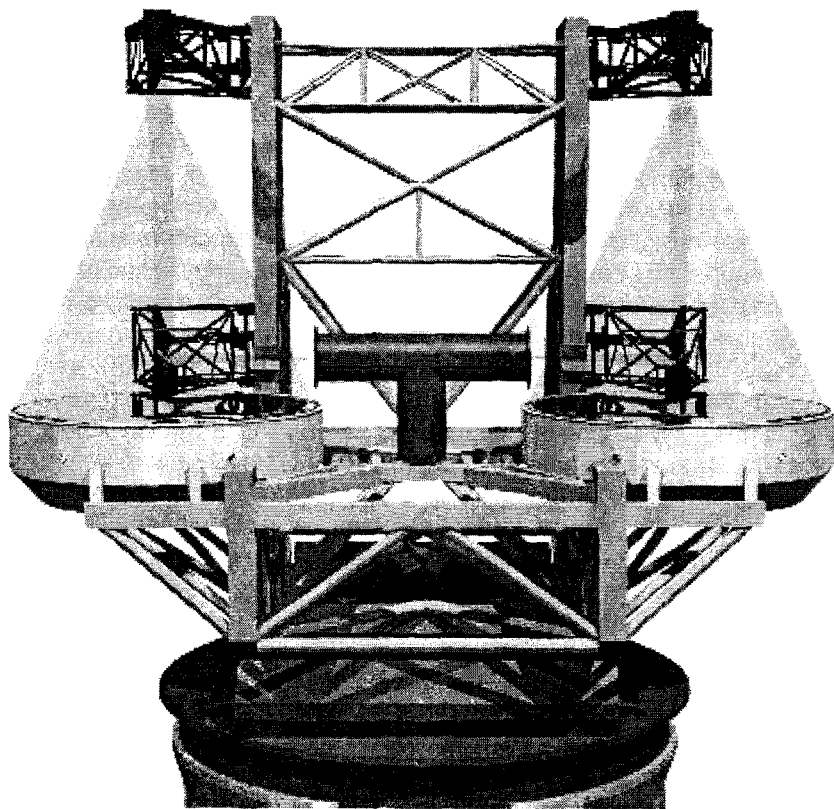


Рис. 6. Большой бинокулярный телескоп (LBT). Диаметр каждого из зеркал 8.4 м

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 $\phi \simeq 1.0\text{--}1.5$.

5.3. Апланатический двухзеркальный телескоп. Классический двухзеркальный телескоп часто используют как универсальный инструмент, позволяющий проводить наблюдения в нескольких модах. 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 ~ 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 (см. пример на рис. 18). 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 гиперболоида — при этом корректор получается более простым. Однако основное преимущество гиперболоида 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 аббераций третьего порядка не только сферическая абберация, но и кома в кассегреневском фокусе становится равной нулю¹⁾. В результате мы приходим к двухзеркальному апланату Ричи–Кретьена (RC), в котором оба зеркала имеют форму гиперболоидов, а из аббераций третьего порядка остаются неисправленными астигматизм и кривизна поля.

Показанная на рисунке 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 рисунка 7, диаметр поля зрения, в пределах которого Δ_{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

¹⁾ Оптические системы с исправленными сферической абберацией и комой называют *апланатами*. Если вдобавок исправлен астигматизм, то систему относят к классу *анастигматов*.

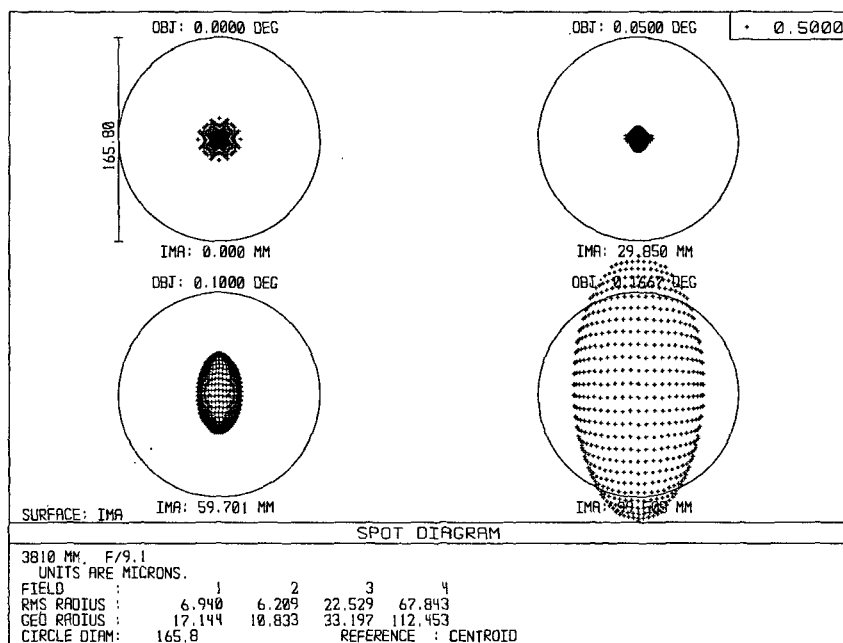


Рис. 7. Точечные диаграммы для кассегреневского фокуса 4-м телескопа Китт Пик на оптической оси (вверху слева) и для угловых расстояний от оси 3', 6' и 10'. Длина волны 0.5 мкм, диаметр кругов равен $1'' \approx 165.8$ мкм, над каждым кругом указан полевой угол в градусах, под кругом — расстояние изображения от центра поля зрения в миллиметрах

Δ_{80} на краю поля зрения, выраженном в угловых секундах, диаметр поля в минутах дуги для RC-систем

$$2w' \approx 24\sqrt{q\phi\Delta''_{80}}, \quad (3)$$

где q — отношение расстояния между вторичным зеркалом и фокальной точкой к эквивалентному фокусному расстоянию телескопа. Обратим внимание, что поле медленно увеличивается по мере роста ϕ , т. е. при уменьшении светосилы системы. Величина q сравнительно мало меняется от телескопа к телескопу, и 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 вместо гиперболической главному зеркалу 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 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 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 рисунке 8 в качестве примера показан двухлинзовый корректор QRC-системы с плоским полем диаметром $1^\circ.0$ (расчеты автора). Фокальное отношение системы $\phi = 8.0$, 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 мкм . В системах QRC можно добиться поля зрения дифракционного качества диаметром около полутора градусов.

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,

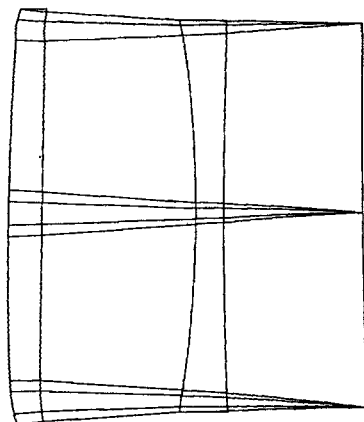


Рис. 8. Двухлинзовый корректор поля в системе QRC

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 (см. Рэттен и ван Венруйж [1999]). В системе Прессмана–Камишеля поверхность вторичного зеркала представляет собой часть эллипсоида вращения вокруг малой оси вблизи точки его пересечения с малой осью¹⁾. 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 1 системе типа *зеркальный Шмидт* будут даны в разделе 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 разделе 7.9.

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

¹⁾ В отечественной литературе это коническое сечение часто называют *сплюснутым сфероидом*. Термин нельзя признать удачным, лучшим представляется *сплюснутый эллипсоид* (oblate ellipsoid).

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 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 рисунке 9 показана схема

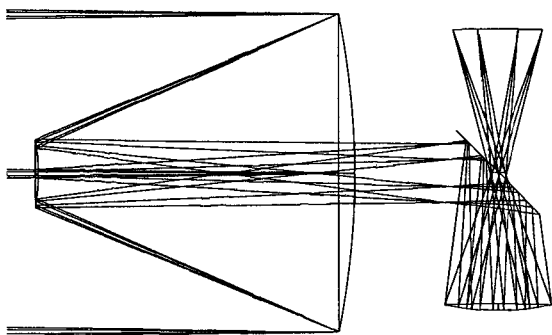


Рис. 9. Оптическая схема телескопа SNAP диаметром 2 м

телескопа SNAP (SuperNova/Acceleration Probe) диаметром 2 м, который предполагают поместить на космическую платформу. Диаметр плоского поля зрения дифракционного качества $2w = 1^\circ.5$ (568 мм), центральная зона диаметром $0^\circ.7$ 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.

5.6. Многозеркальные системы. Hobby–Eberly Telescope. 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

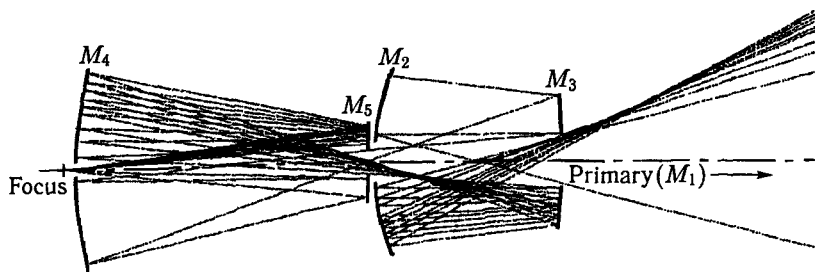


Рис. 10. Оптическая схема четырехзеркального корректора телескопа Hobby-Eberly

формы корректора (рис. 10), однако с этим можно примириться 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 м × 11 м составлено из 91 сегмента поперечником 1 м. Каждый сегмент управляется тремя актюаторами (толкателями), в дан-

ном случае представляющими собой микрометры с обыкновенными моторами. Оптическая ось главного зеркала фиксирована на зенитном расстоянии 35° , 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 (рис. 10), 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.

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 рисунке 11 данные относятся к той же выборке, которая была использована при построении рисунка 2 (см. приложение).

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 века, 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 сферическим 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.

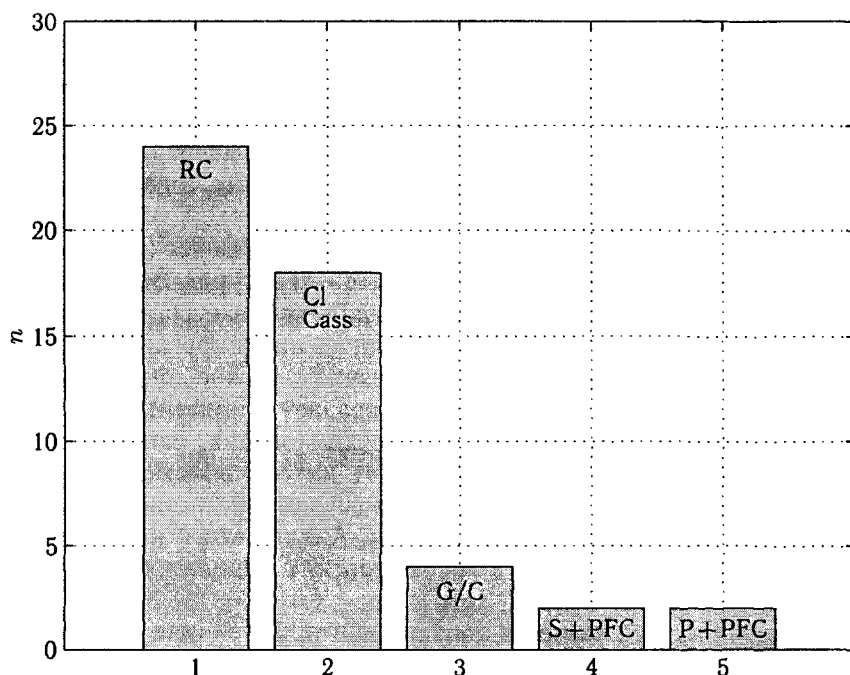


Рис. 11. Распределение типов крупных телескопов с умеренным полем зрения. 1) RC — система Ричи-Кретьена, 2) Cl. Cass — классическая система Кассегрена, 3) G/C — сочетание систем Грегори и Кассегрена, 4) S+PFC — сферическое главное зеркало с корректором в прямом фокусе, 5) P+PFC — ртутный параболаид с корректором в прямом фокусе

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 Токвинина [1988] и обзорам Шао и Колавиты [1992], Квирренбаха [2001] и Монье [2003]. Отметим также популярный очерк Фишера [1996].

6.1. Общие принципы. В разделе 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 — «заглушкой». 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. 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. 12). Нужно только уточнить, что понимается под *совместным* изображением.

Предположим, что с оптической системой, изображенной на рисунке 12, наблюдается точечный источник света, расположенный в направлении оптической оси. Будем считать источник монохроматическим, длину волны излучаемого им света обозначим через λ . Допустим, наконец, что оптические пути в обоих каналах интерферометра одинаковы с точностью до малой доли λ , так что в осевую точку изображения O волны приходят с одинаковыми фазами. Каждый из двух телескопов, взятый по-отдельности, строит дифракционное изображение звезды с

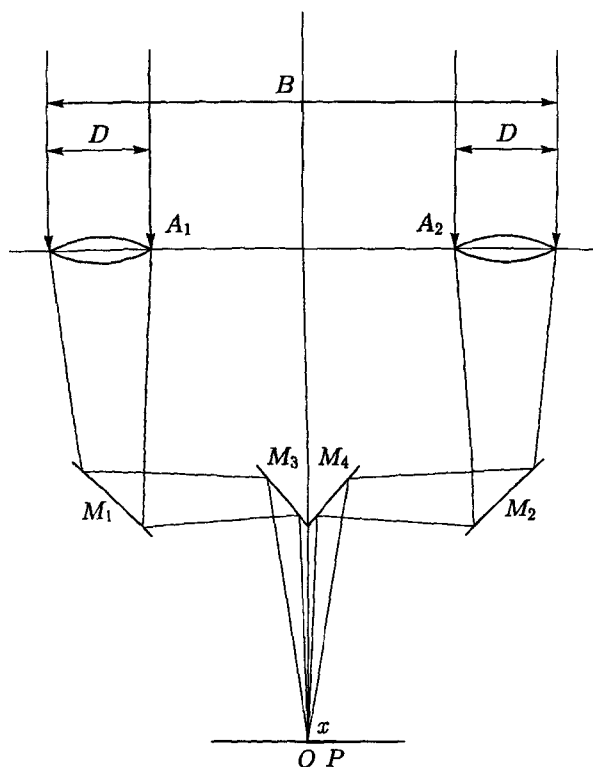


Рис. 12. Интерферометр с базой B , составленный из двух телескопов диаметром D . $M_1 - M_4$ — вспомогательные плоские зеркала

угловым размером центрального пика порядка λ/D радиан (см. рис. 1). При обеих же открытых апертурах это изображение рас-сечено рядом темных полос, угловое расстояние между которыми составляет λ/B радиан (рис. 13). Появление полос связано с тем, что при значительной длине базы даже небольшое поперечное смещение точки наблюдения влечет за собой 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 диамет-

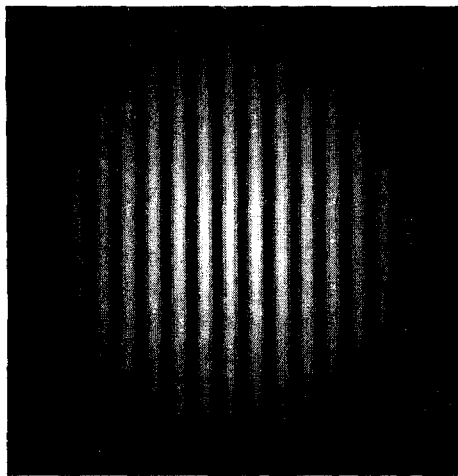


Рис. 13. Центральная часть изображения точечного источника света телескопами диаметром 1 м в двойном интерферометре с базой 10 м (численное моделирование). Угловое расстояние между соседними полосами — $0''.01$

ром D . Тогда картину рисунка 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 θ порядка λ/B . Ввиду некогерентности излучения, приходящего к нам от разных звезд, наблюдаемое распределение интенсивности будет представлять собой суперпозицию двух картин типа показанной на рисунке 13. В зависимости от величины θ 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 интерференционной картины позволяет выявить двойственность источника с угловым разделением компонент порядка долей λ/B .

Для приближенного оценивания примем, что угловое разрешение интерферометра Δ 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 λ 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 (α 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 (α 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 ν_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 ℓ_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 ℓ_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 ℓ_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 ℓ_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 удается 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 λ/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 замывание 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. раздел 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 сек. Тем не менее в этой случайной картине еще сохраняется информация о форме волнового фронта, приходящего от объекта, и соответст-

вующий 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 $B \approx 10^4$ км, мы приходим к оценке углового разрешения в радиодиапазоне $\sim 0''.001$; эта величина сейчас и достигнута.

6.2. Действующие интерферометры. Таблица 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 Keck и VLTI (Very Large Telescope Interferometer), сами по себе являющиеся крупнейшими современными инструментами. Не вдаваясь в подробное обсуждение результатов, полученных с помощью интерферометров, приведем 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

Таблица 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
Keck	США	2	10	165	2.2 – 10	2001
VLTI	ESO (Чили)	4 + 1	4×8.2 ; 1.8	200	0.45 – 12	2003

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 α Centauri A и α 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 ± 0.022 и 6.002 ± 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 ± 0.005 и 0.865 ± 0.007 диаметра Солнца. Столь высокая точность позволяет по-новому 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 свои возможности. Радикальное про-

движение 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.

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 (μs) при измерениях в пределах угла 15° и до $1 \mu\text{s}$ — в поле зрения диаметром 1° (точность абсолютных положений). Это позволит, в частности, измерять собственные движения звезд с точностью $2 \mu\text{s}$ за год, что соответствует поперечной скорости 10 м/сек на расстоянии 1 килопарсека ($3 \cdot 10^{21}$ см). 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-й звездной величины.

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 нашей 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 длиной базы 10 м и диаметром апертуры 33 см, работающий в участке спектра 0.4–0.9 мкм. Работа «научного» интерферометра сопровождается непрерывными измерениями 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 гигантскими корпорациями Lockheed Martin и TRW. Запуск аппарата планируется осуществить в течение нескольких ближайших лет.

7. Обзорные телескопы

Начиная с «метода черпков» Вильяма Гершеля (XVIII век), обзоры неба доставляли астрономам обширную информацию. В последнее время потребность в глубоких обзорах стала особенно настоящей. В космологии с ними связаны, в частности, надежды обнаружить т.н. *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 обнаружения планет около звезд, а также 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, которые 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 работкам.

7.1. Камера Шмидта. Напомним, что мы условились называть телескоп широкоугольным (обзорным), если он обеспечивает изображения субсекундного качества в пределах поля зрения диаметром не менее 1° . Таких телескопов не было вплоть до открытия Бернхардом Шмидтом в 1930 году катадиоптрической системы, получившей его имя (рис. 14). Это был огромный шаг

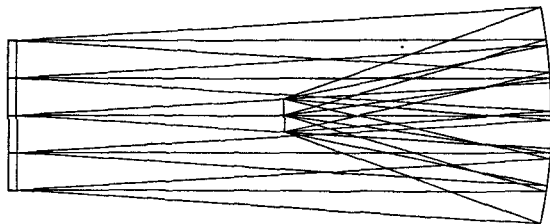


Рис. 14. Телескоп системы Шмидта. Относительный фокус $\phi = 1.8$, поле зрения 7°

вперед: первый телескоп Шмидта со входной апертурой 36 см и $\phi = 1.74$, изготовленный им самим, обеспечивал невиньетируемое поле зрения диаметром около 4° и строил резкие изображения вплоть до 8° от оси!

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 (см. рис. 14).

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 повышенной 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



Рис. 15. Пробный снимок, сделанный Бернхардом Шмидтом с помощью изготовленной им самой первой широкоугольной камеры

приняла нужный вид. В целом создание камеры Шмидта может служить одним из лучших примеров творчества гения.

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° сделан из витринного стекла. Мягкие 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 ($f = 5$, $2\omega = 3^\circ.2$), но не дожил до времени, когда его система получила широкое распространение. Во второй половине XX века обзоры неба, проводившиеся с телескопами Шмидта, в наибольшей степени способствовали прогрессу в области внегалактической астрономии. Достаточно напомнить Паломарский обзор неба и обзор галактик с повышенной яркостью ядра в ультрафиолетовой области спектра, проведенный Б. Е. Маркаряном с помощью 1-метрового телескопа Шмидта Бюраканской 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 — звездообразных объектов с большим красным смещением спектральных линий. Обзор Маркаряна заполнил обшир-

ную 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 разнообразны.

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 т.н. *ахроматического мениска*¹⁾. При этом длина системы заметно меньше радиуса кривизны главного зеркала (рис. 16). Установка

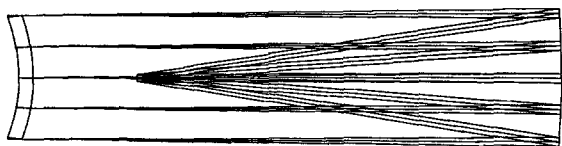


Рис. 16. Телескоп системы Максутова

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.

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 такой 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

¹⁾ Мениском называют линзу с близкими радиусами кривизны.

существенно отклоняться от его «ахроматической» версии, но при этом мениск не вполне оптимален в отношении исправления монохроматических аберраций. Попытки же устранить как те, так и другие аберрации (двуслойный мениск, дополнительный корректор и пр.) ведут к усложнению системы, так что она теряет свою изначальную привлекательность.

7.3. Система Рихтера–Слефогта. В том же 1941 г., когда Максудов предложил менисковый телескоп, Р. Рихтер и Х. Слефогт нашли иной путь при создании широкоугольного телескопа со всеми сферическими поверхностями¹⁾. 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 аберрация и кома зеркала устраняются почти полностью.

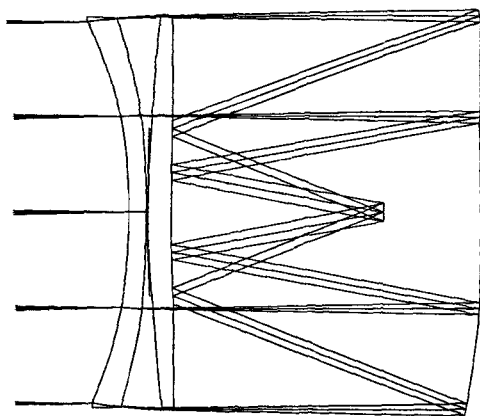


Рис. 17. Телескоп системы Рихтера–Слефогта диаметром 643 мм и относительным фокусом $\phi = 1.4$

На рисунке 17 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.

¹⁾ В 1944 г. эту систему независимо предложил Дж. Хаугхтон в США.

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° при дифракционном качестве изображений по всему полю (см. ниже рис. 27 и 28). 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.

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.

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 году; 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. 18). Он обеспечивает поле зрения диаметром вплоть до 1° 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° , 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 $1^\circ.5 - 2^\circ$. Послед-

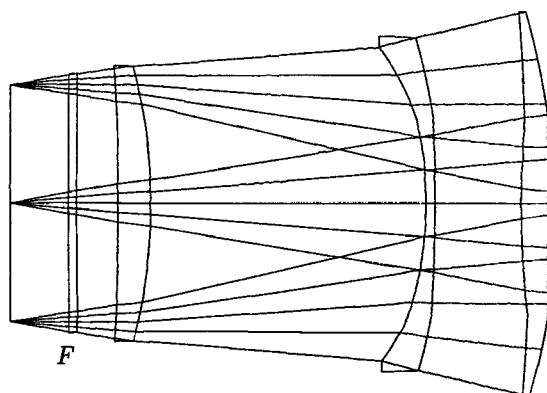


Рис. 18. Трехлинзовый корректор Винна в прямом фокусе 4-м рефлектора обсерватории Китт Пик. Поле зрения $50'$. Буквой F обозначен фильтр

ней 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.

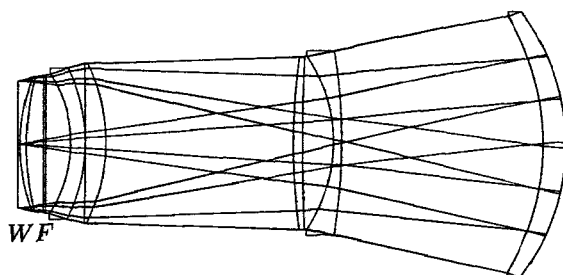


Рис. 19. Пятилинзовый корректор с полем зрения 3° , предложенный автором. F — фильтр, W — окно детектора, обладающее оптической силой

Корректор, показанный на рисунке 19, уже при всех сферических поверхностях линз обеспечивает плоское поле зрения субсекундного качества диаметром 3° (Теребиж [2003]). Характерная особенность этой схемы заключается в применении двух дублетов, каждый из которых эффективно подавляет кому, вносимую гиперболическим главным зеркалом. Линзы изготов-

ливаются 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 им. Бланко (V. M. Blanco Telescope, Cerro Tololo Inter-American Observatory). При главном зеркале заданной формы корректор формирует изображения размерами $\Delta_{80} \leq 0''.8$ в пределах поля зрения диаметром 3° при наблюдениях в интегральном свете с длинами волн $0.32\text{--}1.1\text{ мкм}$; в узких спектральных диапазонах качество изображений выше. Очевидно, корректор обладает ресурсом для улучшения качества изображений путем асферизации части 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 *étendue*¹⁾ $E = A \cdot \Omega$ — произведение площади эффективной апертуры телескопа $A = \pi D_e^2/4$ (м²) и телесного угла $\Omega = \pi w^2$ (градусы²), охватывающего поле зрения. Информативность E обусловлена тем фактом, что эта величина пропорциональна объему пространства, изучаемого данным телескопом в течение одной экспозиции. Принимая во внимание определенный в разделе 2 коэффициент центрального экранирования телескопа η , 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 телескоп соответствует $E \simeq 78\text{ м}^2\text{ гр}^2$.

7.5. Проект LSST. Радикальное решение задачи непрерывного глубокого обозрения неба связывают с проектом LSST, предполагающим создать телескоп с эффективной апертурой $D_e = 6.5\text{ м}$ и полем зрения 3° . Ожидаемая эффективность обзора повышается здесь в 3 раза по сравнению с приведенным выше значением: $E \simeq 235\text{ м}^2\text{ гр}^2$.

При поисках оптической схемы телескопа были изучены практически все предложенные ранее системы. Выбор сделан в пользу трехзеркального телескопа Мерсенна–Пола, дополненно-

¹⁾ *Пространство, протяжение* (фр.) Реже используют английский термин *throughput* — производительность.

го трехлинзовым корректором (рис. 20). Исходная система этого типа предложена М. Полом в 1935 году, через полвека она была развита Р. Уиллстромом. Диаметр главного зеркала LSST

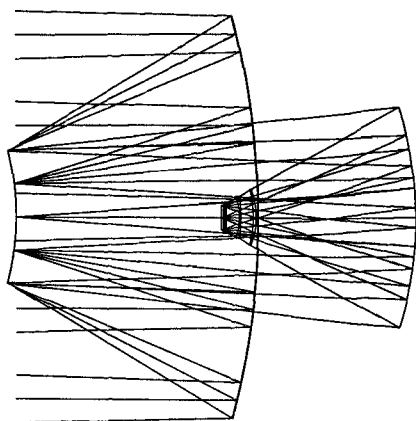


Рис. 20. Обзорный телескоп проекта LSST с эффективным диаметром 6.5 м и полем зрения 3°

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 обеспечивается 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 параболоидальное 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 ка-

тадиоптрических 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 мм × 30 мм при пикселах¹⁾ размерами порядка 15 мкм. 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.

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.

¹⁾ *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.

Первый этап проекта предусматривает установку четырех телескопов диаметром 1.8 м и полем зрения 3° . При этом для одного телескопа $E \simeq 13.5 \text{ м}^2 \text{ гр}^2$, суммарная эффективность обзора будет $54 \text{ м}^2 \text{ гр}^2$, 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 раздел 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 телескопов 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 Rap-STARRS представляет собой систему квази Ричи-Кретьена (рис. 21). Эффективное фокусное расстояние телескопа равно 8 м, соответствующий 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.

7.7. Проект SNAP. Очень высокой эффективности обзора неба ожидают от космического проекта SNAP, основная задача

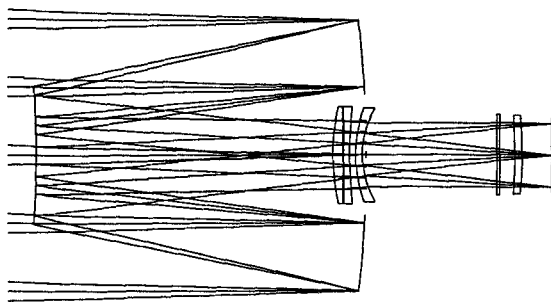


Рис. 21. Оптическая схема телескопа Pan-STARRS диаметром 1.8 м и полем зрения 3°

которого заключается в уточнении космологической модели Вселенной путем наблюдения Сверхновых типа Ia.

В проекте предполагается использовать трехзеркальный анастигмат Корша (см. рис. 9 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 $1^\circ.5$. Тем самым удастся достичь слабых объектов $\sim 27^m.5$. Нужно также иметь в виду, что в космосе наблюдениям доступен широкий спектральный диапазон, а большая длительность экспозиции позволяет получить высокое отношение сигнала к шуму.

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.

На рисунке 22 показана схема телескопа, строительство которого ведется в рамках китайского проекта LAMOST (Large Sky Area Multi-object Fiber Spectroscopic Telescope). Основное назначение телескопа — мультиобъектная спектроскопия.

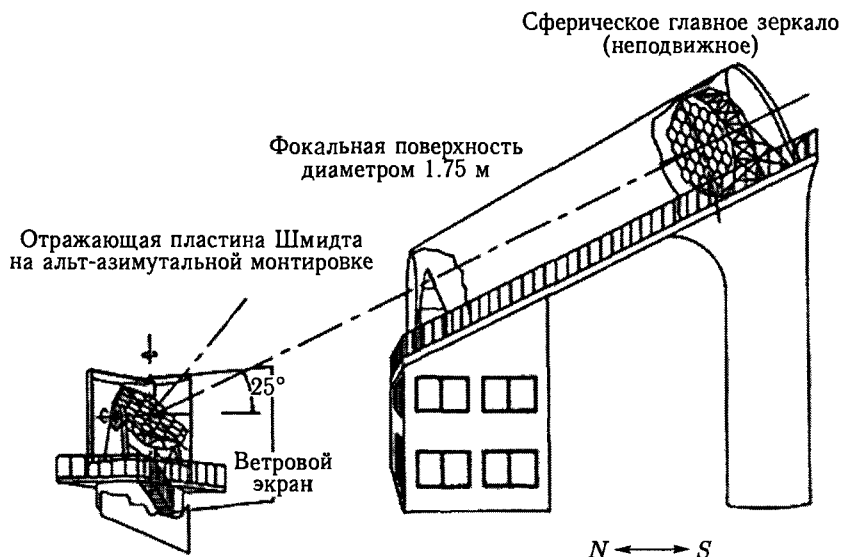


Рис. 22. Схема зеркальной камеры Шмидта (диаметром 4 м) проекта LAMOST

Оптическая ось сферического главного зеркала с радиусом кривизны 40 м расположена в плоскости небесного меридиана и наклонена к горизонтальной плоскости на 25° . Главное зеркало 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 $\Delta_{80} \simeq \simeq 0''.45$. Объекты наблюдаются в течение полутора часов при их прохождении через меридиан, форма коррекционного зеркала изменяется с помощью системы актюаторов, связанных с зеркальными элементами.

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? Нельзя 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 астрофизики¹⁾. Он поставил задачу отыскания *строго апланатического* двухзеркального телескопа, т. е. системы, в которой точно, а не только в рамках теории третьего порядка, исправлена сферическая аберрация 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, Шварцшильд удалось найти замкнутые аналитические 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) и Максудов (1932) конкретизировали эти разложения для систем, соответственно, кассегреновского и грегорианского типов, что привело к созданию телескопов, апланатических в приближении 3-го порядка теории аберраций. Как мы видели в разделе 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

¹⁾ Карл Шварцшильд (1873-1916) 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 аберраций 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 Эйнштейн назвал гениальной. Открытый Шварцшильдом закон почернения фотопластинок сыграл важную роль не только в астрономии, но и в экспериментальной физике.

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 ZEMAX¹⁾, 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-Максutowa.

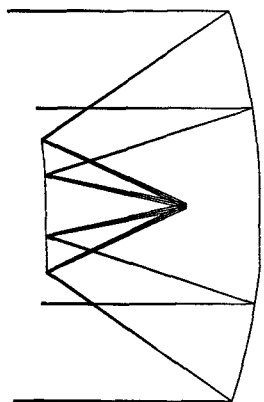


Рис. 23. Оптическая схема кассегреновской системы со строго апланатическими поверхностями зеркал. Диаметр телескопа 2 м, фокальное отношение $\phi = 1.2$

В качестве примера на рисунке 23 показана схема точного апланата с кассегреновской 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

¹⁾ ZEMAX Development Corporation, U. S. A.

$\eta = 0.34$. Как показывает рисунок 24, схема обеспечивает поле зрения субсекундного качества диаметром $0^{\circ}.3$, 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.

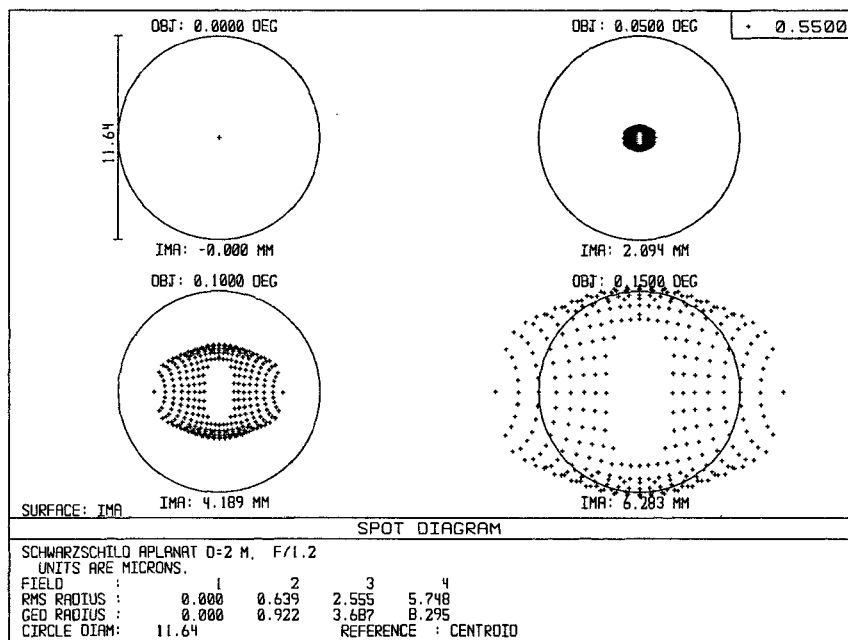


Рис. 24. Точечные диаграммы для телескопа, показанного на предыдущем рисунке. Диаметр окружности соответствует $1''$

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 изготовле-

ния 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.

8. Космический телескоп имени Хаббла и его преемник — NGST

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» 0.3–0.7 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 ряды, 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, радио- и ультрафиолетовом диапазонах. Основной задачей телескопа имени Хаббла (HST), запущенного в апреле 1990 года, было получение изображений и спектров объектов в видимой и прилегающих к ней областях спектра с пространственным разрешением, на порядок превосходящим достижимое с поверхности Земли.

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 (см. 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 ϕ 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 был 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, т. к. 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 планировавшегося. Возникла проблема, относящаяся к классу т.н. *обратных задач* математической физики: нужно было по наблюдаемому размытому

изображению звезды выяснить аберрации оптической системы. Анализ показал, что форма поверхности главного зеркала сильно отклоняется от расчетной: квадрат эксцентриситета главного зеркала $\epsilon_1^2 = 1.0140$, тогда как расчетное значение этого параметра равно 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, 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 ценных научных результатов. Случившееся лишний раз подтвердило тот факт, что проект космического телескопа и связанной с ним аппаратуры был глубоко продуман.

Проект следующего большого космического телескопа — Next Generation Space Telescope (NGST) — находится сейчас в стадии разработки. Запуск телескопа на удаленную от Земли орбиту намечен на 2010 г. Хотя NGST будет работать в инфракрасном участке спектра 0.6–28 мкм, его можно назвать преемником хаббловского телескопа 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.

Предполагаемый диаметр апертуры NGST — 6 м, оптика телескопа 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 NGST, его масса составит лишь около 4 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.

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.

9.1. Материалы для зеркал. Главная особенность современных материалов, используемых при производстве астрономических зеркал, — исключительно низкий коэффициент теплового расширения α . Так, для плавленого кварца (fused silica) $\alpha \simeq 0.4 \cdot 10^{-6} K^{-1}$, а для ULE (Corning Ultra-Low Expansion Glass) и Schott Zerodur (отечественный аналог — ситалл CO115M) коэффициент $\alpha < 0.05 \cdot 10^{-6} K^{-1}$. Приведенные значения полезно сравнить с таковыми для классического крона ($8 \cdot 10^{-6} K^{-1}$) и пирекса ($3.2 \cdot 10^{-6} K^{-1}$), 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], Максутов [1984], Вилсон [1999]).

9.2. Применение тонких и мозаичных зеркал. Телескопы Кеск. 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 Subaru того же диаметра $\chi = 41$; масса каждого из зеркал равна 23 т. 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 Хейла 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 году сделал 150-мм сферическое зеркало, затем вырезал его центральную часть и немного сдвинул ее дальше от фокуса, чтобы уменьшить сферическую aberrацию.

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

Телескопы с мозаичными главными зеркалами не составляют особой группы в оптическом аспекте, но с точки зрения техно-

логии интересно остановиться на ранних представителях этого семейства — телескопах Кеск.

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 коррекционной пластины (см. раздел 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 Кеск 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 Eastmen 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 диапазоне размеров независимо от их положения на зеркале, процесс рассчитывается и контролируется с помощью компьютеров.

Эффективное значение χ для собранного зеркала Кеск необычно велико — 133. Показательно, что башни телескопов Кеск 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.

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 Марешаля 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.

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.

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 Хэрролд Бэбкок, предложивший в 1953 г. сравнительно простую схему компенсации наклонов фронта. Как это обычно случается, поначалу идея не привлекла внимания; в последнюю четверть века мы были свидетелями бурного развития этого направления (тем более, что оно важно для военных задач).

На рисунке 25 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 атмосфере¹⁾. 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 (специализированный 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 по-

¹⁾ Если искусственная 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.

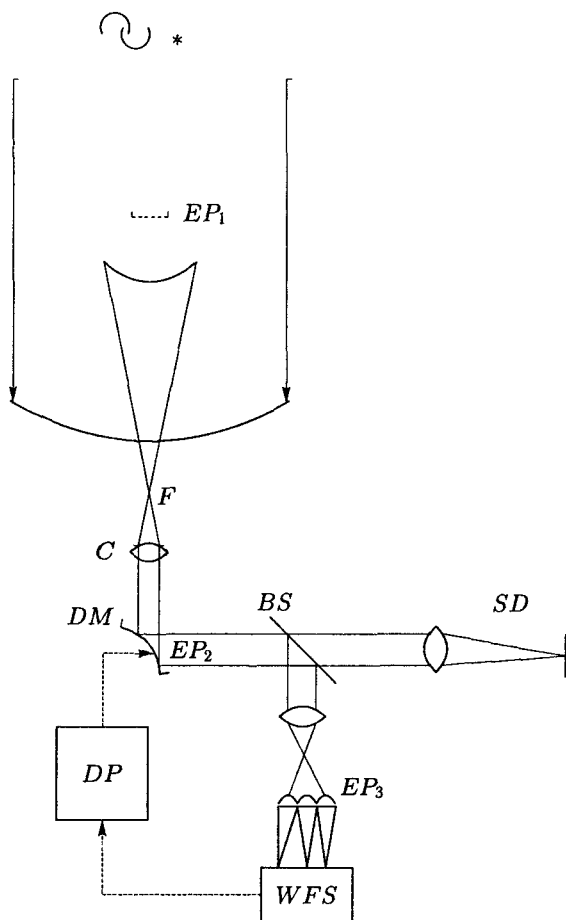


Рис. 25. Принципиальная схема телескопа с адаптивной оптической системой: EP_1 — выходной зрачок двухзеркального телескопа, C — коллиматор, EP_2 и EP_3 — промежуточные зрачки, DM — деформируемое зеркало, BS — делитель пучка, SD — научный прибор, WFS — датчик формы волнового фронта, DP — анализатор формы волнового фронта

ступает почти плоский референтный волновой фронт. Тем самым восстанавливается исходная форма волнового фронта от объекта, несущая информацию о его структуре.

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. 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 фильтром, 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 Δ_{80} значение $0''.07$. Таким образом, современные наземные телескопы преодолели «атмосферный барьер» разрешения, что очень важно ввиду высокой стоимости космических систем.

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 достаточно 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 годов, 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 X. Эппсом (рис. 26). Поле зрения телескопа $2w = 2^\circ.64$, наблю-

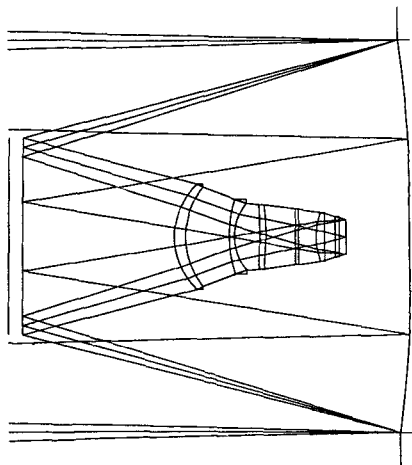


Рис. 26. Оптическая схема телескопа ROTSE-III диаметром 450 мм и относительным фокусом $\phi = 1.89$

дения 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 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 Response). 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 кв. градусов, а также центральную камеру с объективом Canon f/2.8 диаметром 143 мм, которой доступны объекты 16-й величины в поле зрения 12.5 кв. градусов. Временное разрешение системы равно 60 сек. 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

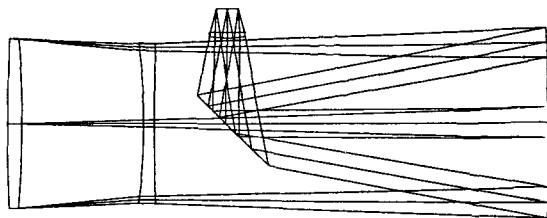


Рис. 27. Оптическая схема телескопа диаметром 350 мм с относительным фокусом $\phi = 2.4$, установленного в системе MASTER

В. М. Липунова. В системе используется телескоп диаметром 350 мм с фокусным расстоянием 855 мм (рис. 27), рассчитанный автором данного очерка и изготовленный Г. В. Борисовым (ГАИШ МГУ).

Сравнение рисунков 17 и 27 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° (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° , при этом линейный коэффициент экранирования $\eta = 0.42$. Точечные диаграммы приведены на рисунке 28, квадрат соответствует размерам пиксела широко используемых сейчас матриц. Регистрация звезд 19-й величины требует времени экспозиции 1 мин.

9.7. Некоторые другие особенности телескопов. Добавим к сказанному выше несколько замечаний, касающихся характерных особенностей современных телескопов.

Альтазимутальные 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,

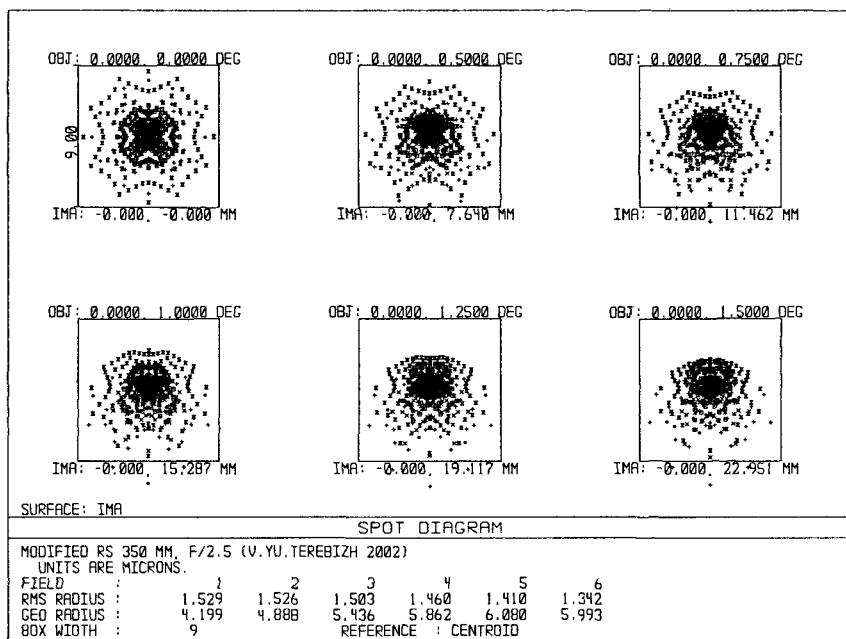


Рис. 28. Расчетные точечные диаграммы телескопа системы MASTER в полосе 0.43–0.66 мкм, отвечающие значениям полевого угла 0, 0°.5, 0°.75, 1°.0, 1°.25 и 1°.5. Сторона квадрата равна 9 мкм

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, т.к. эффективность большей части наблюдательных программ обратно пропорциональна диаметру звездных изображений.

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 $\nu \simeq 2.5 - 2.8$. В пересчете на цены 1998 г., выраженные в М\$, постоянная κ 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 стоять, соответственно, 170, 270 и 3000 М\$. Между тем, затраты на телескоп Subaru (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 Кека достигли 94 М\$, проработка технологии на первом экземпляре заметно сказалась на стоимости второго рефлектора: 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.

10. Гигантские телескопы будущего

Может быть, телескопостроение наиболее ясным образом показывает временную обусловленность наших характеристик: подобно тому, как в начале XX века «гигантским» называли телескоп с апертурой порядка 1 м, теперь, при действующих 10-метровых рефлекторах, таковыми уместно называть телескопы диаметром не менее 20 м. 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 Euro50, 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 гигантских 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 дол-

жен 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.

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, U. S. A.). 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 со 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 вещества. 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.

10.2. Проект Euro50. Приведенные выше аргументы относительно достоинств различных оптических систем, дополненные соображениями о стоимости телескопов, обусловили выбор

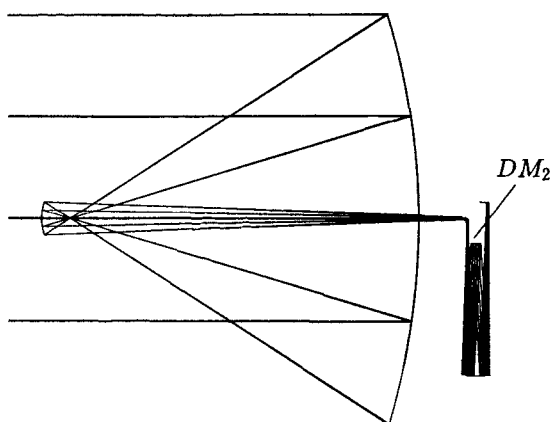


Рис. 29. Оптическая схема телескопа Eigo50, включая систему адаптивной оптики

оптической системы телескопа Eigo50 в пользу апланатической системы Грегори (рис. 29).

Как было сказано в разделе 5.3, главное и вторичное зеркала этой системы имеют эллипсоидальную форму. Сплошное вторичное зеркало диаметром 4 м входит в систему адаптивной оптики. Деформирование поверхности этого зеркала осуществляется 4000 актюаторов. Система адаптивной оптики включает в себя второе деформируемое зеркало (DM_2 на рис. 29).

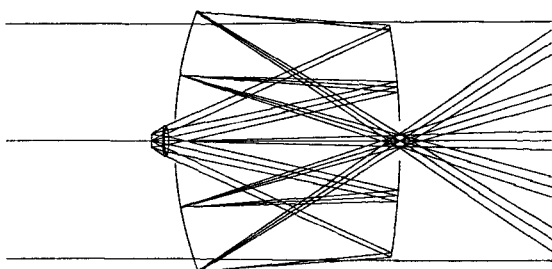


Рис. 30. Корректор прямого фокуса телескопа Eigo50. Главное зеркало (не показано) находится справа, детектор — слева

Представляет интерес корректор прямого фокуса телескопа (рис. 30). Мы указывали в разделе 5.2, 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 аберраций 3-го порядка, т. е.

получить анастигмат. На рисунке 30 левое зеркало корректора Еуго50 играет роль вторичного зеркала системы Грегори, правое зеркало установлено вблизи выходного зрачка двухзеркальной системы, наконец, перед результирующим фокусом всей системы добавлен двухлинзовый корректирующий элемент. Диаметр поля зрения, в пределах которого изображения меньше $0''.5$, равен $8'$.

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.

При написании очерка большую помощь оказал мне В. В. Бирюков. Я признателен ему, А. Ф. Лагутину, Н. В. Стешенко и В. Г. Сурдину за полезное обсуждение затронутых вопросов и ряд предложений, способствовавших улучшению рукописи.

ПРИЛОЖЕНИЕ

50 крупнейших телескопов мира

Приводимая ниже таблица содержит сведения о 50 телескопах, которые к началу 2004 г. были крупнейшими в мире. Значения относительного фокусного расстояния $\phi = F/D$ указаны для каждой из мод, используемых на данном инструменте.

Название телескопа	D (м)	ϕ	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	28°45' 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 ×2	1.14 5.4 15	Грегори	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

Название телескопа	D (м)	ϕ	Оптическая система	Географическое положение	Широта, долгота, высота (м)	Начало наблюдений
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
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

Название телескопа	D (м)	ϕ	Оптическая система	Географическое положение	Широта, долгота, высота (м)	Начало наблюдений
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
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

Название телескопа	D (м)	ϕ	Оптическая система	Географическое положение	Широта, долгота, высота (м)	Начало наблюдений
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 Хэмпилтон 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
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

Название телескопа	D (м)	ϕ	Оптическая система	Географическое положение	Широта, долгота, высота (м)	Начало наблюдений
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	Около-земная орбита	Около 600 км от поверхности Земли	1990-1993 г.г.
Hiltner 2.3-m Telescope	2.34	7.5 13.5	Ричи-Кретьен	Китт Пик Аризона	31°58' N 111°36' W 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

Список литературы

1. Ахманов С. А. и Никитин С. Ю., 1998: Физическая оптика. — М.: Изд-во МГУ, 1998.
2. Борн и Вольф, 1964: *Born M., Wolf E.* Principles of Optics (2-nd edition). — Cambridge Univ. Press, 1964. Пер.: Основы оптики. — М.: Наука, 1970.
3. Боуэн, 1967: *Bowen I. S.* Astronomical Optics // Annual Rev. Astron. and Astrophys. — 1967. — V. 5. — P. 45.
4. Бэкер, 1963: *Baker J. G.* // Applied Optics. — 1963. — V. 2, № 2. — P. 111.
5. Вайман и Корш, 1974а: *Wyman C. L., Korsch D.* // Applied Optics. — 1974. — V. 13, № 9. — P. 2064.
6. Вайман и Корш, 1974b: *Wyman C. L., Korsch D.* // Applied Optics. — 1974. — V. 13, № 10. — P. 2402.
7. Вилсон, 1996" *Wilson R. N.* Reflecting Telescope Optics. — Springer, 1996. — V. I.
8. Вилсон, 1999: *Wilson R. N.* Reflecting Telescope Optics. — Springer, 1999. — V. II.
9. Герцбергер, 1966: *Herzberger M.* // Applied Optics. — 1966. — V. 5, № 9. — P. 1383.
10. Данжон и Куде, 1935: *Danjon A., Couder A.* Lunettes et Telescopes. — Reissued 1983. — Paris: Blanchard, 1935.
11. Димитров и Бэкер, 1945: *Dimitroff G. Z., Baker J. G.* Telescopes and Accessories. — Philadelphia: Blakiston, 1945. Пер.: Телескопы и принадлежности к ним. — М.-Л.: ОГИЗ, 1947.
12. Дэли, 1984: *Daley J.* Amateur Construction of Schupmann Medial Telescopes. — Privately printed.
13. Ингаллс, 1996: *Ingalls A. G.* (ed.). Amateur Telescope Making. — Willmann-Bell, 1996. — V. 2. — P. 517.
14. Квирренбах, 2001: *Quirrenbach A.* // Annual Rev. Astron. and Astrophys. — 2001. — V. 39. — P. 353.
15. Кинг, 1955: *King H. C.* The History of the Telescope. — London: Griffin, 1955.
16. Кларк, 1913: *Clerke A. M.* A Popular History of Astronomy During the Nineteenth Century. Пер.: Общедоступная история астрономии в XIX столетии. — Одесса: Матезис, стр. 619.
17. Корш, 1972: *Korsch D.* // Applied Optics. — 1972. — V. 11, № 12. — P. 2986.
18. Корш, 1991: *Korsch D.* Reflective Optics. — San Diego: Academic Press, 1991.
19. Линден-Белл и Уиллстроп, 2004: *Linden-Bell D., Willstrop R. V.* // Monthly Not. R. A. S. — 2004. — V. 351, № 1. — P. 317.

20. Максutow Д. Д., 1946: Астрономическая оптика.— М.-Л.: Гостехиздат, 1946.
21. Максutow Д. Д., 1984: Изготовление и исследование астрономической оптики.— М.: Наука, 1984.
22. Маунтейн и Джиллет, 1998: *Mountain M., Gillett F.* // *Nature*.— 1998.— V. 395, SUPP, 1 Oct, A23.
23. Михельсон Н. Н., 1976: Оптические телескопы. Теория и конструкция.— М.: Наука, 1976.
24. Монье, 2003: *Monnier J.D.* // *Rep. Prog. Phys.*— 2003.— V. 66.— P. 789.
25. Мюрсепп П. В. и Вейсманн У. К., 1984: Бернхард Шмидт.— Л.: Наука, 1984.
26. Рэттен и ван Венруйж, 1999: *Rutten H. G. J., van Venrooij M. A. M.* *Telescope Optics*.— Richmond: Willmann-Bell, 1999.
27. Сераджиоли, 2003: R.Ceragioli, «A Survey of Refractive Systems for Astronomical Telescopes». <http://alice.as.arizona.edu/~rogerc>
28. Сибрук В., 1945: Роберт Вуд. Современный чародей физической лаборатории.— М.: Наука, 1945.
29. Синотт и Тателл, 2000: *Sinott R. W., Tytell D.* // *Sky and Telescope*, Aug 2000.— P. 42.
30. Теребиж В. Ю., 2003: Concept Optical Design for a Very Wide-Field Corrector for the Blanco 4-m Telescope // AURA-CTIO Report № C10430A; Письма в астроном. журнал.— 2004.— V. 30, № 3.— P. 231.
31. Теребиж В. Ю., 2005: Письма в астроном. журнал.— 2005.— V. 31, № 2.
32. Токовинин А. А., 1988: Звездные интерферометры.— М.: Физматлит, 1988.
33. Фейнман и др., 1963: *Feynman R. P., Leighton R. B., Sands M.* *The Feynman Lectures on Physics*. V. 1, 1963. Addison-Wesley, Reading. Пер.: Фейнмановские лекции по физике. Т. 3.— М.: Мир, 1967.
34. Фишер, 1996: *Fischer D.* *Optical Interferometry: Breaking Barriers* // *Sky and Telescopes*, Nov 1996.— P. 36.
35. Холл, 1982: *Hall D.N.B.* (ed.). *The Space Telescope Observatory*.— NASA, 1982.
36. Эпштейн, 1967: *Epstein L.C.* // *Sky and Telescopes*, April 1967.— P. 204.
37. Шао и Колавита, 1992: *Shao M., Colavita M.M.* // *Annual Rev. Astron. and Astrophys.*— 1992.— V. 30.— P. 457.
38. Шаров А. С., Новиков И. Д., 1989: Человек, открывший взрыв Вселенной. Жизнь и труд Эдвина Хаббла. М.: Наука, 1989.
39. Шварцшильд, 1905: *Schwarzschild K.* *Astronomische Mittheilungen der Koniglichen Sternwarte zu Gottingen*.— 1905.— V. 10.— P. 3 (Part II). Reprinted: *Selected Papers on Astronomical Optics*. D.J. Schroeder (ed.). SPIE Milestone Series.— 1993.— V. 73.— P. 3.
40. Шредер 2000: *Schroeder D.J.* *Astronomical Optics*.— San Diego: Academic Press, 2000.

**Написание иностранных фамилий, не указанных
в списке литературы**

Аббе — E. Abbé
Бэбкок — H. W. Babcock
Бэкон — R. Bacon
Винн — C. G. Wynne
Вителло — Vitello
Вуд — R. W. Wood
Гартман — J. Hartmann
Гершель — W. Herschel
Грегори — J. Gregory
Грэбб — T. Grubb
Гюйгенс — C. Huygens
Диерикс — P. Dierickx
Долл — H. E. Dall
Камишель — H. Camichel
Кассегрен — N. Cassegrain
Кестерс — W. Kusters
Киркем — A. R. Kirkham
Кларк — A. M. Clerke
Кретьен — H. Chrétien
Лабейри — A. Labeyrie
Майкельсон — A. A. Michelson
Манжен — A. Mangin
Марешаль — A. Marechal
Мейнел — A. B. Meinel
Мерсенн — M. Mersenne
Нелсон — J. E. Nelson
Пиаци-Смит — C. Piazzi-Smyth

Планк — M. Plank
Пол — M. Paul
Прессман — Pressmann
Рихтер — R. Richter
Ричи — G. W. Ritchey
Ронки — V. Ronchi
Росс — F. E. Ross
Росс, лорд — W. Parsons, Lord
Rosse
Рул — B. Rule
Рэлей — J. W. Strutt, Lord
Rayleigh
Сейферт — C. K. Seyfert
Слефорт — H. Slevogt
Сэмпсон — R. A. Sampson
Физо — H. Fizeau
Френель — A. Fresnel
Хаббл — E. P. Hubble
Хаугхтон — J. L. Houghton
Холл — C. M. Hall
Хейл — G. E. Hale
Шмидт — B. Schmidt
Шупман — L. Schupmann
Шэк — R. V. Shack
Эйнштейн — A. Einstein
Эри — G. B. Airy
Эппс — H. W. Epps

Научное издание

ТЕРЕБИЖ Валерий Юзефович

СОВРЕМЕННЫЕ ОПТИЧЕСКИЕ ТЕЛЕСКОПЫ

Редактор *Е.Н. Глебова*

Оригинал-макет: *Д.В. Горбачев*

Оформление переплета: *А.Ю. Алехина*

Подписано в печать 25.03.2005. Формат 60×90/16.
Бумага офсетная № 1. Печать офсетная. Усл. печ. л. 5,0.
Уч.-изд. л. 5,0. Тираж 1000 экз. Заказ 5096.

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

Отпечатано с готовых диапозитивов
в ФГУП «Производственно-издательский комбинат ВИНТИ»
140010, г. Люберцы, Московская обл., Октябрьский пр-т, 403

ISBN 5-9221-0586-8



9 785922 105866