

ФИЗИКА НАШИХ ДНЕЙ

522 2(023)

ПЕРСПЕКТИВЫ РАЗВИТИЯ НАЗЕМНОЙ ОПТИЧЕСКОЙ АСТРОНОМИИ**Ю. Н. Ефремов, С. Б. Новиков, П. В. Щеглов**

Исследование микромира и исследование Вселенной одинаково требуют для своего прогресса самых сложных и дорогостоящих инструментов современной науки. Проблемы физики элементарных частиц становятся все более тесно связанными с проблемами космологии и космогонии; фейерверк открытий последнего десятилетия все больше привлекает к астрономии внимание физиков, которые могут лишь мечтать об энергиях, температурах, плотностях, массах и гравитации, с которыми имеют дело астрономы.

Наземная оптическая астрономия является наиболее старым разделом наблюдательной астрономии; в настоящее время она интенсивно развивается. Наблюдения в других спектральных диапазонах (радио, ультрафиолетовом, рентгеновском и гамма) не исключают оптических наблюдений, а дополняют их. отождествление радио- и рентгеновских источников с оптическими объектами привело к открытию квазаров, пульсаров и рентгеновских звезд и явилось важнейшим шагом к пониманию природы этих объектов.

Перспективы наземной оптической астрономии необходимо знать наблюдателям, чтобы определить место собственных исследований в общем развитии практической астрофизики; представляют они интерес и для теоретиков, желающих иметь представление об осуществимости тех или иных экспериментов в настоящее время и в будущем.

Мы ограничим наше рассмотрение наблюдениями ночных астрономических объектов, не затрагивая наземных наблюдений Солнца, хотя и здесь наблюдается весьма значительный прогресс. Спектральная область, в которой ведет наблюдения подавляющее большинство наземных астрономов, лежит в пределах 3200 — 12 000 Å. Более длинноволновые области спектра также изучаются, и эти наблюдения дали за последние годы ряд весьма интересных результатов. Излучение с $\lambda < 2900$ Å задерживается земной атмосферой. Для упомянутой выше спектральной области характерны следующие особенности:

1) хорошая прозрачность земной атмосферы. Излучение светила, находящегося в зените, ослабляется всего на 20—30%; при приближении к горизонту поглощение растет примерно как секанс зенитного расстояния. Для данной высоты над уровнем моря прозрачность атмосферы в различных пунктах отличается незначительно.

2) Сравнительно слабое свечение ночного неба. Измерения показывают, что яркость фона ночного неба, на котором наблюдаются небесные объекты, в синей области спектра ($\lambda \approx 4000$ Å)

соответствует излучению одной звезды 22^m (или $1,6 \cdot 10^{-6} \text{ фот/см}^2 \cdot \text{сек} \cdot \text{\AA}$) с квадратной секунды небесной сферы *). Свечение ночного неба складывается из трех компонент: суммарного свечения звезд и рассеянного их света, зодиакального света и хемиллюминесценции верхних слоев земной атмосферы. Вынос телескопа на высоту 200—300 км устраняет атмосферную компоненту фона (в синей части спектра около $\frac{2}{3}$ всего фона), но оставляет галактическую и зодиакальную составляющие неизменными. В других спектральных областях соотношение яркостей компонент фона ночного неба может быть иным. В ИК-области начинает играть роль тепловое излучение атмосферы и телескопа.

3) **Высокий квантовый выход приемников излучения и изображения.** Для современных астрономических фотоэмульсий обобщенный квантовый выход $(\text{сигнал/шум})^2_{\text{вых}} : (\text{сигнал/шум})^2_{\text{вход}}$ может достигать $\sim 10^{-2}$, у фотокатодов квантовый выход (количество фотоэлектронов на квант излучения) лежит в пределах $(1 \div 70) \cdot 10^{-2}$. Приемники для $\lambda > 1,2 \text{ мкм}$ в настоящее время значительно хуже. Очевидно, что обнаружение слабых объектов в области 3000—12 000 Å сводится к достижению достаточного отношения сигнал/шум в фотонном изображении.

Рассмотрим влияние параметров телескопа, атмосферы и приемной аппаратуры на обнаружение слабых точечных объектов на фоне свечения ночного неба. История наблюдательной астрофизики показывает, что именно изучение слабых объектов чаще всего приводит к обнаружению новых фактов. Заметим, что телескоп, обладающий способностью эффективно регистрировать слабые объекты, может быть весьма успешно применен и для изучения более ярких звезд и галактик; обратное утверждение несправедливо.

Хотя угловые размеры звездных дисков весьма малы, изображение звезды на приемнике изображения в фокальной плоскости телескопа имеет конечные размеры; если фокусное расстояние телескопа сравнительно невелико, размер изображения звезды равен 20—30 мкм, что соответствует диаметру кружка размытия современных фотоэмульсий; в случае более длиннофокусных систем он равен βf , где β — угловой диаметр пятна атмосферных искажений, а f — фокусное расстояние телескопа. Земная атмосфера, сквозь которую ведутся наблюдения, является оптически неоднородной средой; плоский волновой фронт, идущий от звезды, деформируется атмосферой таким образом, что углы между отдельными его участками оказываются лежащими внутри конуса с углом β при вершине. Эти участки меньше диаметра крупного телескопа и их совместное действие приводит к размытию изображения.

Для дальнейшего рассмотрения введем следующие обозначения: D — диаметр телескопа, f — его фокусное расстояние, β — угловой диаметр изображения звезды на приемнике изображения, $n_* \text{ фот/см}^2 \cdot \text{сек}$ — освещенность от звезды, $S \text{ фот/см}^2 \cdot \text{сек} \cdot \text{стерад}$ — яркость фона свечения ночного неба. t — время накопления изображения (экспозиция), η — квантовый выход приемника изображения.

*) В астрономии поток излучения измеряется в звездных величинах; звездная величина m объекта дается выражением $m = -2,5 \lg (I/I_0)$ при $I_0 = 10^3 \text{ фот/см}^2 \cdot \text{сек} \cdot \text{\AA}$ для $\lambda = 0,556 \text{ мкм}$. Шкала звездных величин для звезд, видимых глазом, была предложена Гиппархом во II веке до н. э.; самым ярким звездам была приписана первая величина, а самым слабым — шестая. В 1856 г. ступень звездных величин была принята равной 0,4000 в логарифмической шкале. Для Солнца $m \approx -26,6$, для полной Луны $m \approx -12,7$; предельно слабые звезды, доступные в настоящее время крупнейшим телескопам, имеют $m \approx 24$.

Квантовый выход приемника примем пока равным единице и пренебрежем множителем $\frac{\pi}{4}$. Тогда N_* — количество фотонов излучения звезды, собранных телескопом за время экспозиции t , в пятне диаметром β составит $N_* = D^2 n_* t$; количество фотонов фона неба, попавших в это пятно, очевидно, равно $D^2 \beta^2 s t$. Рассмотрим два случая: яркой и слабой звезды.

Если $N_* \gg D^2 \beta^2 s t$, будем считать звезду яркой. В этом случае статистическая флуктуация числа фотонов (в нашем случае также и фотоэлектронов) составит $\Delta N_* = D n_*^{1/2} t^{1/2}$. Для того чтобы измерить яркость звезды с относительной ошибкой B , необходимо, чтобы

$$\frac{\Delta N_*}{N_*} = \frac{1}{D n_*^{1/2} t^{1/2}}, \quad n_* = \frac{1}{B^2 D^2 t}, \quad \frac{1}{n_*} = B^2 D^2 t. \quad (1)$$

Реальный квантовый выход η приемника изображения учитывается заменой t на ηt .

Таким образом, проникающая способность телескопа при измерении блеска яркого ($N_* \gg D^2 \beta^2 s$) точечного объекта пропорциональна квадрату диаметра телескопа, что совпадает с широко распространенным интуитивным мнением. От β и s эффективность телескопа не зависит (однако при различных β и s один и тот же объект может оказаться для данного телескопа ярким или слабым). Если произвести конкретную оценку, например, для телескопа диаметром 6 м, то при квантовом выходе 10% он способен уверенно выявлять пульсации яркости в 1% длительностью в 1 мсек у объектов ярче 6^m в одиночной записи.

Перейдем к обнаружению слабых объектов, для которых $N_* = D^2 n_* t < D^2 \beta^2 s t$. Измерение яркости объектов, в 2—3 раза более слабых, чем фон, широко практикуется в современной астрономии. В этом случае

$$\Delta N = D \beta s^{1/2} t^{1/2}, \quad \frac{\Delta N}{N_*} = \frac{\beta s^{1/2}}{D n_* t^{1/2}} = B, \quad \frac{1}{n} = B \frac{D}{\beta} \frac{t^{1/2}}{s^{1/2}}. \quad (2)$$

Мы видим, что проникающая способность телескопа зависит от первой степени его диаметра и от первой степени диаметра пятна изображения звезды. Эффективность телескопа пропорциональна $t^{1/2}$ или, вернее, $(\eta t)^{1/2}$ и обратно пропорциональна $s^{1/2}$ (рис. 1).

Таким образом, качество даваемого телескопом изображения столь же важно, как и его диаметр. Современный телескоп должен быть не только крупным, но и высококачественным. Телескоп диаметром, скажем, в 5 м, строящий по тем или иным причинам изображения звезд диаметром в 2", 5, эквивалентен метровому инструменту с качеством изображения в 0", 5. Уменьшение фона при выносе телескопа за атмосферу улучшает его проникающую силу в $\sqrt{3}$ раз, т. е. на 0^m, 6.

В настоящее время у инфракрасных приемников ($\lambda > 1,2$ мкм) собственный шум очень велик и обычно превосходит сигнал от фона неба и объекта. Если шум приемника $n_D \gg D^2 n_* D^2 \beta^2 s$, то $\Delta N = n_D^{1/2}$, $\frac{\Delta N}{N_*} = \frac{n_D^{1/2}}{D^2 n_*} = B$ и $\frac{1}{n} = B \frac{D^2}{n_D^{1/2}}$. Эффективность системы при обнаружении объекта оказывается, таким образом, пропорциональной квадрату диаметра телескопа и не зависит от качества изображения.

В случае появления менее шумящих ИК-приемников с большим квантовым выходом расчет обнаружимости должен вестись с использованием выражений (1) и (2). Улучшение β при этом представляется необходимым,

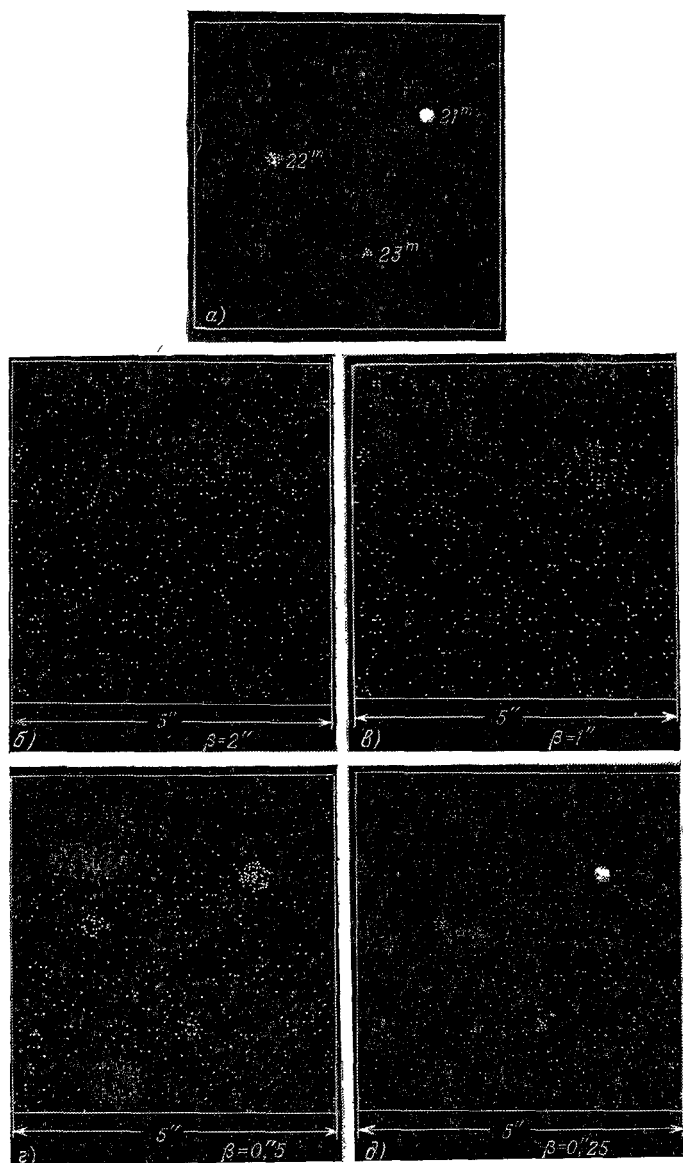


Рис. 1. Обнаружение слабых звезд на фоне свечения ночного неба, смоделированное на ЭВМ.

Три объекта, 21, 22 и 23^m , фотографируются при $\eta = 10\%$ на телескопе $D = 4$ м с временем экспозиции $t = 1$ сек. Рис а) показывает гипотетический случай фотографирования без фона, рис б) — в) — фотографирование при $s = 22^m$ с \square'' и $\beta = 2'', 1'', 0,5''$ и $0,25''$. Очевидно, при $t \approx 10^4$ сек (около 3 часов) $\beta = 0,5''$ и $\eta = 10\%$, $m_{lim} \approx 27^m,5$. Фотопластинка уступает фотоэлектрическим устройствам по квантовому выходу примерно на порядок и обладает вуалью (значительное количество зерен оказывается проявленным на незасвеченной пластинке), из-за этого статистика регистрации изображения ухудшается и соответствующее рис 1 время экспозиции составит несколько десятков секунд. Таким образом, мы видим, что улучшение качества изображения β является весьма эффективным методом повышения провищающей способности телескопа.

так как это позволит уменьшить количество излучения фона, регистрируемого приемником. По-видимому, не следует занижать требования к качеству изображения ИК-телескопов будущего.

Разовьем эти соображения в применении к широко распространенной в современной астрономии фотографической регистрации изображений. Так как фотоэмульсии обладают порогом чувствительности (они не реагируют на энергию, меньшую некоторой минимальной), а время накопления ограничено рефракцией, гнутием трубы телескопа и падением чувствительности фотоэмульсии при увеличении экспозиции, можно определить светосилу телескопа, при которой фон неба и все объекты, превосходящие его по яркости, будут зарегистрированы. Если порог чувствительности эмульсии соответствует $m \text{ fot/cm}^2$, а фокусное расстояние телескопа равно f , то

$$mf^2 = D^2 st, \quad \frac{D}{f} = \frac{m^{1/2}}{(st)^{1/2}}. \quad (3)$$

Рассмотрим два случая обнаружения слабой ($n_* < \beta^2 s$) звезды на фоне свечения ночного неба. Пусть разрешающая способность фотоэмульсии равна p (для современных астрономических пластинок — 20 — 30 мкм):

1) $n_* < \beta^2 s$, $p > \beta f$ — короткофокусный инструмент, слабый объект. Тогда из (2) и (3) имеем

$$\frac{1}{n_*} = B \frac{Df (mf^2)^{1/2}}{p s^{1/2} (D^2 s)^{1/2}} = B \frac{m^{1/2} f^2}{p s}, \quad \frac{1}{n_*} \sim f^2.$$

2) $n_* < \beta^2 s$, $p < \beta f$ — длиннофокусный инструмент, слабый объект. Тогда из (2) и (3) будет

$$\frac{1}{n_*} = B \frac{D (mf^2)^{1/2}}{\beta s^{1/2} (D^2 s)^{1/2}} = B \frac{m^{1/2} f}{\beta s}, \quad \frac{1}{n_*} \sim f.$$

Таким образом, при экспонировании до фона неба (а это необходимое условие!) эффективность короткофокусного телескопа пропорциональна квадрату его фокусного расстояния ($m_{\text{lim}} \sim 2 \lg f$), а длиннофокусного — фокусному расстоянию ($m_{\text{lim}} \sim \lg f$). Проверить полученные соотношения можно, оценив предельную величину по снимкам, полученным на инструментах с разными фокусными расстояниями при условии, что фон неба зарегистрирован. При использовании современных эмульсий фон неба регистрируется в синей области спектра за 2 часа при светосиле телескопа 1:7,5. Важно, чтобы фотографическая процедура (сорт пластинок, гиперсенсibilизация, обработка) была строго одинакова; в противном случае появятся трудно учитываемые различия квантового выхода.

На рис. 2 показана зависимость предельной звездной величины, доступной телескопам обсерватории Маунт Вилсон и Паломар, от их фокусного расстояния. Предельные величины нормированы к $\beta = 1''.25$. Здесь же приведены предельные величины, полученные с электронными приемниками изображения на небольших (1,5—2 м) телескопах при $\beta = 2''$, также нормированные. Выигрыш объясняется увеличением множителя ηt . Штриховой линией показана также кривая для $\beta = 0''.5$.

Таким образом, для улучшения проникающей способности наземных оптических телескопов не существует принципиальных ограничений ¹⁾.

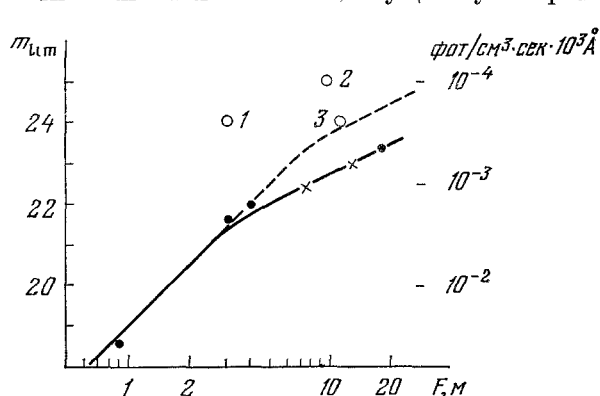


Рис. 2. Предельная звездная величина, доступная различным телескопам как функция их фокусного расстояния.

Сплошная кривая — расчет для $\beta = 1'',25$, $p = 18$ мкм и $s = 22^m$ с □. Точки — данные для телескопов Маунт Паломар и Таутенбург, крестики — данные обсерватории Маунт Вилсон, редуцированные к $\beta = 1'',25$ и $s = 22^m$ с □. Штриховая кривая соответствует $\beta = 0,5''$, выигрыш в предельной величине по сравнению с $\beta = 1'',25$ равен 1^m . Применение новой техники регистрации изображений увеличивает η^2 и, следовательно, предельную звездную величину телескопа. Фотографирование на мелкозернистой эмульсии с хорошими характеристиками накопления и суммирование негативов улучшило предельную величину Паломарского телескопа Шмидта диаметром 122 см на $\sim 2^m,5$, доведя ее до $\sim 24^m$ (1)²⁴. 1,5-м телескоп обсерватории Сьерро Тололо и 2-м рефлектор обсерватории Горного Прованса дали с электрографическими приемниками $m_{lim} \approx 24^m$ и 25^m (2, 3)^{25, 26} данные редуцированы к $\beta = 1'',25$. Применение новой техники регистрации изображений выводит небольшие телескопы на уровень крупных, работающих со старыми приемниками. В сочетании с крупными высококачественными телескопами, работающими в хороших атмосферных условиях, новые приемники изображения позволят достичь $m_{lim} = 28 - 30^m$.

системы с главным зеркалом параболической формы. На оптической оси параболоид, как известно, строит изображение бесконечно удаленной звезды в виде идеальной точки; однако качество изображения сильно ухудшается при удалении от оси. Установив перед фокальной плоскостью параболического рефлектора линзовую систему, рассчитанную соответствующим образом, можно несколько улучшить качество изображения по полю (рис. 3).

В 1922 г. А. Кретьен ² предложил двухзеркальную оптическую схему типа кассегреновской с главным г и п е р б о л и ч е с к и м зеркалом; широкоугольность ее значительно лучше. Если в этой системе, получившей название системы Ричи — Кретьена (R — C), несколько отклониться от гиперболической формы зеркал и добавить стоящий перед фокусом линзовый элемент, можно достичь очень хорошего качества изображения на весьма большом поле (рис. 3) ³. В настоящее время практически все крупные телескопы строятся по схеме Ричи — Кретьена.

Осуществление высококачественной оптической системы требует значительного математического обеспечения, проводимого на ЭВМ. Расчеты ведутся по методу прослеживания лучей, когда ЭВМ имитирует ход нескольких десятков лучей света через различные точки оптической системы телескопа. Меняя параметры оптической системы, можно найти оптималь-

Рассмотрим теперь пути ее дальнейшего повышения. Сильными факторами здесь являются D и β , более слабыми — t , η , s .

* * *

Рассмотрим оптические системы современных наземных телескопов и тенденции их развития. Оптическая система должна обладать хорошим качеством ($\beta_{тел} \ll \beta_{атм}$), необходимой светосилой (1:7 — 1:8), обеспечивающей регистрацию фона неба за 1,5—2 часа и достаточной широкоугольностью. Она должна быть осуществимой с помощью технологии, которой располагает строящая телескоп обсерватория, и сохранять свои характеристики при работе (поворот инструмента, изменение температуры).

Первый параболический рефлектор был изготовлен Ньютоном; Грегори и Кассегрен предложили удлиняющие фокусное расстояние двухзеркальные

ное решение, сочетающее хорошее качество изображения с большим полем и технологической осуществимостью системы.

Расчет оптической системы включает в себя определение допустимых расцентровок (относительное положение оптических элементов может измениться из-за прогибов рамы, на которой они закреплены) при наведении телескопа в различные точки небосвода, а также допустимых пределов отклонения параметров зеркал от расчетных. Должны быть также рассчитаны параметры контрольных оптических элементов, с помощью которых будут проверяться в лаборатории оптические поверхности зеркал телескопа. Разумеется, и в этом случае необходим расчет допустимых ошибок параметров контрольных элементов и расцентровок контрольной схемы. Полученные данные позволяют оценить осуществимость оптической схемы телескопа с технологической точки зрения ⁴. Изготовление крупной высококачественной астро-

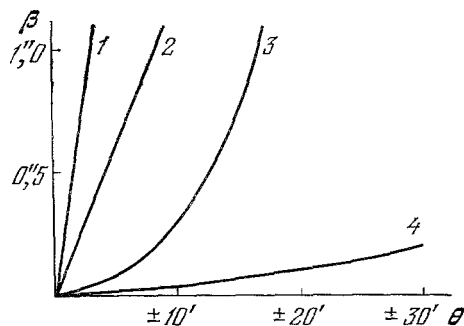


Рис. 3. Качество изображения, рассчитанное для телескопов различных оптических систем.

1 — параболоид $D = 1,5$ м, $D/f = 1/5$; 2 — такой же параболоид с установленным перед фокальной поверхностью двухлинзовым корректором Росса (1935); 3 — двухзеркальная система Ричи — Кретьена с гиперболическими главным и вторичным зеркалами (1927); 4 — рассчитанная на ЭВМ система Ричи — Кретьена с зеркалами, слегка отклоняющимися от гиперболических, и двухлинзовым кварцевым корректором, расположенным вблизи фокальной поверхности (1971).

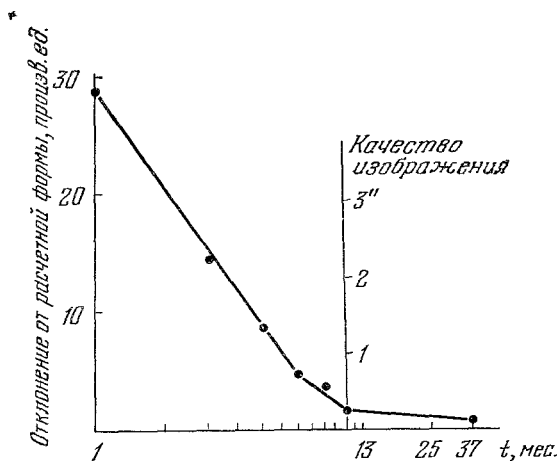


Рис. 4. При обработке астрономических зеркал отклонения от расчетной формы поверхности уменьшаются сначала быстро, а затем гораздо медленнее.

Динамика обработки гиперболического кварцевого зеркала диаметром 3,6 м Объединенной Европейской Южной обсерватории (ESO) показывает, что примерно через месяц после начала полировки зеркало могло давать изображения диаметром $\sim 3''$. Обработка зеркала продолжалась около 3 лет. Концентрация излучения в изображении, даваемом готовым зеркалом, показана на рис. 5.

Чистое зеркало не строит точечного изображения, в путь лучей приходится вводить вспомогательный оптический (линзовый или зеркальный) элемент,

астрономической оптики является сложным и длительным процессом, состоящим из нескольких связанных друг с другом и влияющих друг на друга этапов (рис. 4). Сущность процесса изготовления зеркала состоит в том, что оптик должен уметь с помощью тех или иных технологических приемов изменять форму поверхности стеклянного диска в желаемом направлении и контролировать эти изменения с помощью однозначной методики. Обычно длина помещения, в котором ведется изготовление зеркала, не превышает нескольких десятков метров; поэтому оптик должен исследовать форму зеркала, посылая на него свет с конечного расстояния, обычно из его центра кривизны. Так как при таком освещении ни параболическое, ни гиперболическое

который превращает сферический волновой фронт, выходящий из точечного источника, в фронт, во всех точках перпендикулярный к нормальям к расчетной поверхности зеркала. В этом случае оптик видит через компенсатор как бы сферическое зеркало и может применить для его контроля разнообразные методы исследования сферического волнового фронта. Компенсирующий элемент имеет обычно размеры значительно меньшие, чем исследуемое вогнутое зеркало и, как правило, сферические поверхности; выпуклые гиперболические зеркала исследуются таким же образом, но контрольное сферическое зеркало должно превышать их по размерам^{5,6}.

Во время исследования зеркало лежит в состоянии безразличного равновесия в оправе, компенсирующей его вес с точностью $\sim 10^{-3}$ во всех положениях, в которых оно должно работать на телескопе. Это достигается обычно системой рычажных и пневматических упоров (разгрузок). Прежде чем начать исследование зеркала в оправе, надо убедиться в том, что компенсация его веса достаточно совершенна. Для этого обычно предусматривается возможность контроля формы зеркала при горизонтальном и почти вертикальном положении оправы. Так как силы, действующие на заготовку при обработке, весьма значительны и могут достигать для крупного зеркала нескольких тонн, обрабатывать его в оправе для исследования нельзя. Необходимо либо перекладывать зеркало в специальную технологическую оправу либо изменять контрольную оправу таким образом, чтобы зеркало не деформировалось, а оправа не была повреждена во время обработки. Хорошая технология обработки зеркала приводит к получению поверхности вращения; ошибки, зависящие от азимута, должны отсутствовать.

С точностью примерно 1 мкм форма поверхности зеркала контролируется с помощью механических измерительных приборов; затем переходят к оптическим методам контроля. Изготовление астрономического зеркала диаметром 3—4 м занимает несколько лет. Готовое зеркало аттестуется несколькими независимыми методами: обычно используются компенсационная схема, о которой мы упоминали выше, и метод Гертмана. Последний состоит в том, что на зеркало надевают непрозрачную диафрагму с небольшими отверстиями, центры которых образуют с достаточной точностью правильную сетку. Зеркало освещают из центра кривизны точечным источником света и фотографируют пятна, образованные отраженными лучами на фотопластинке, помещенной недалеко от источника. Таким образом можно определить несколько десятков (для небольшого) и сотен (для крупного зеркала) нормалей к его поверхности; обработка этих данных на ЭВМ позволяет построить карту поверхности зеркала⁷.

Существуют также методы исследования полностью собранной оптической системы телескопа, которые применяются для ее аттестации в лабораторных условиях.

Астрономы-наблюдатели должны также быть обеспечены методами юстировки, позволяющими с достаточной точностью проконтролировать взаимное расположение компонент оптической системы телескопа во время его работы.

Мы видим, что создание высококачественной оптической системы крупного телескопа является сложной комплексной проблемой; на организационной стороне ее решения мы остановимся позже.

Не меньшую роль, чем оптическая система телескопа с трубой и оправой, играет механическая часть инструмента, позволяющая направлять его оптическую ось в любую точку небосвода и сопровождать выбранный объект в его суточном движении. Не останавливаясь на этом весьма важном круге вопросов, заметим только, что размер ведущего элемента при-

вода суточного движения обычно больше диаметра зеркала телескопа при точности обработки, близкой к оптической. Считается необходимым обеспечить максимально возможную точность и плавность работы механической системы телескопа, вводя лишь минимальное количество коррекций от следующих систем.

Оптическую систему телескопа удобно характеризовать кривой, показывающей, какая доля собираемого зеркалом света находится в кружке данного диаметра: обычно именно в таком виде представляют результаты ее исследования. Подобную кривую можно построить с помощью ЭВМ, зная рельеф зеркала. На рис. 5 приведена определенная геометрическими

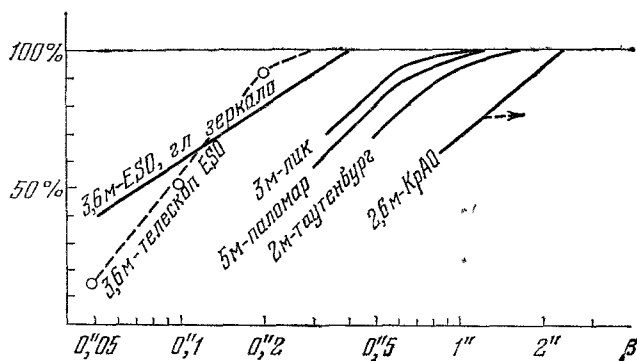


Рис. 5. Результаты лабораторных исследований некоторых астрономических зеркал, полученные геометрическим методом (без учета дифракции и атмосферных искажений). Качество оптической системы характеризуют диаметром кружка, в котором собирается та или иная часть упавшего на зеркало излучения точечного источника. В 50—60-е годы внимание к качеству оптики крупных телескопов было несколько ослаблено (пирексовые параболические рефлекторы Ликской (3 м), Паломарской (5 м), Таутенбургской (2 м) и Крымской (2,6 м) обсерваторий). Главное гиперболическое зеркало Европейской Южной обсерватории (ESO) из плавленного кварца и вся оптическая система этого телескопа в сборе показывают значительно лучшее качество изображения при гораздо большей термической стабильности. Высококачественное кварцевое зеркало орбитальной обсерватории «Коперник» показывает в полете среднее качество изображения, 44% в пели $0',327$ (для дифракционного изображения 45% света попадает в щель шириною $0',05$).

методами концентрация света в изображении звезды для некоторых из действующих и строящихся телескопов. Первые высококачественные крупные телескопы были созданы в конце прошлого и начале нашего века; в частности, 60-дюймовый параболический рефлектор обсерватории Маунт Вилсон, вступивший в строй в 1908 г. и работающий до сих пор, может строить изображения, близкие к дифракционным⁸. Значительную часть света собирают в кружок диаметром в $\sim 0',1$ современные крупные телескопы Ричи — Кретьена.

Хотя первые крупные высококачественные зеркала были изготовлены из обычного стекла типа зеркального, стабильную оптическую систему легче осуществить из материала с малым коэффициентом теплового расширения. В 30-х годах на смену стеклу с коэффициентом расширения $\sim 70 \cdot 10^{-7}$ пришел пирекс, затем, в послевоенные годы, — плавленный кварц, а затем — ситалл (Cer-Vit, Zerodur) — особым образом закристаллизованное стекло с практически нулевым ($0 \pm 1 \cdot 10^{-7}$) коэффициентом расширения¹⁶.

Мерой трудности изготовления зеркала является его асферичность — отклонение края зеркала от сферы, касающейся ее в центре. Оптики наших дней способны изготовить зеркало, примерно в 25 раз более «трудное»,

чем их предшественники, работавшие в начале века. Практически все строящиеся в настоящее время большие телескопы имеют оптическую систему Ричи — Кретьена (рис. 6).

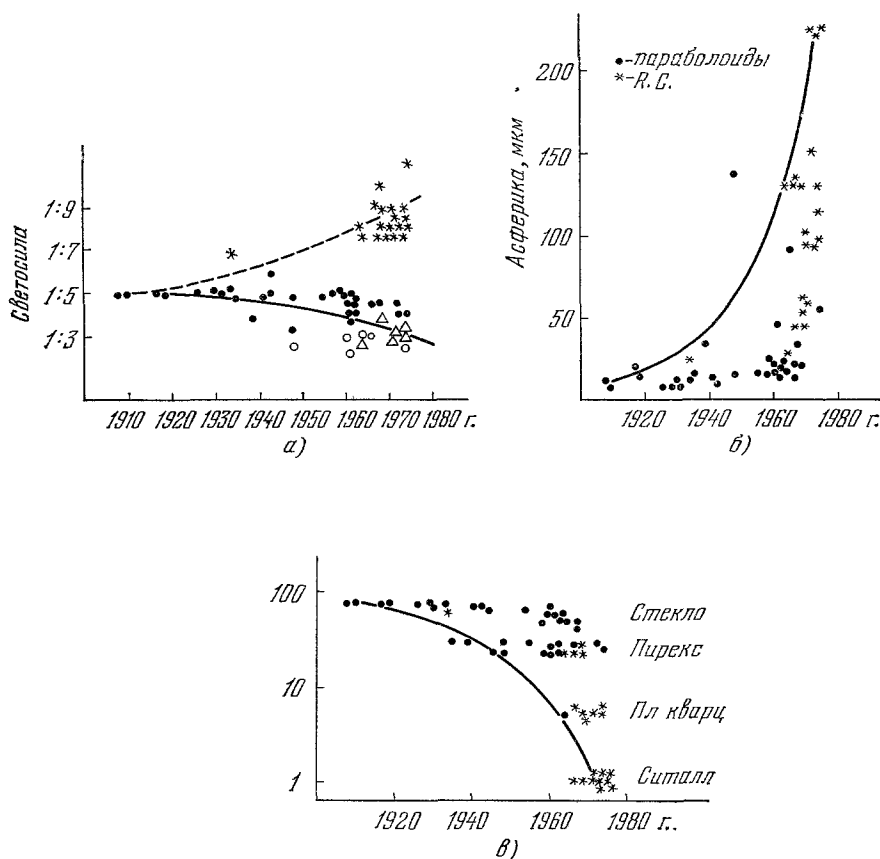


Рис. 6. Эволюция параметров зеркал современных крупных рефлекторов.

а) Светосила телескопов, Звездочки — фокус Ричи — Кретьена, черные кружки — прямой фокус параболических телескопов, треугольники — прямой фокус гиперболических телескопов (с корректором), светлые кружки — камеры Шмидта. б) Асферика главных зеркал современных телескопов. Звездочки — гиперболические зеркала, черные кружки — параболические зеркала. в) Коэффициент теплового расширения материалов ($\times 10^{-7}$), из которых изготавливаются зеркала крупных телескопов. Подавляющее большинство современных крупных телескопов имеет главное гиперболическое зеркало из кварца или ситалла.

* * *

Рассмотрим теперь оптические свойства земной атмосферы. Хотя ясность в этом вопросе достигнута уже давно, в настоящее время в популярной (да и не только популярной) литературе все еще встречаются утверждения о невозможности достичь с поверхности Земли углового разрешения порядка $0''$, 1 передки в практике существующих обсерваторий, атмосферные условия на которых оставляют, как правило, желать лучшего (см. таблицу). Разработанные в настоящее время количественные методы изучения оптических свойств атмосферы позволили однозначно выбрать пункты для установки новых крупных телескопов, в которых атмосферные помехи значительно меньше.

Феноменологическое описание искажающего влияния земной атмосферы можно дать, наблюдая звезды в телескопы разного диаметра. В круп-

Качество изображения и качество оптики некоторых крупных телескопов

Обсерватория	Диаметр зеркала, м	Ввод в строй	Материал	Процент света в кружке данного диаметра по Гартману	Наилучшее разделение по звездам	Литература
Маунт Паломар	5,0	1949 г.	пирекс	0,3—57% 0,6—87% 1,2—100%	0,12	9, 10
Маунт Вилсон	1,5	1908 г.	стекло	—	0,1	8
Пик дю Миди	1,0	1966 г.	пирекс	—	0,2	11
Макдональд	2,05	1939 г.	»	—	0,1	9, 12
	2,7	1969 г.	кварц	0,14—87% 0,31—100%	—	13
Лик	3,0	1959 г.	пирекс	0,34—70% 0,67—95% 1,35—97%	0,2	9, 14
ESO	3,6	1974 г.	кварц	0,05—40% 0,3—90%	—	15

ных ($D > 1$ м) инструментах изображение звезды обычно имеет вид спокойного, размытого, иногда пульсирующего, но всегда неподвижного диска; малый ($D = 10\text{--}20$ см) телескоп строит неискаженное дифракционное изображение звезды, дрожащее как целое с частотами до $10\text{--}20$ гц. Следовательно, характерные размеры искажений волнового фронта лежат примерно в пределах $0,3\text{--}0,8$ м. Искажения волнового фронта вызваны температурными неоднородностями в земной атмосфере. Очевидно, что диаметр пятна размытия в крупном инструменте, β , близко к α — амплитуде дрожания неискаженного изображения в малом телескопе. Для того чтобы с помощью небольшого экспедиционного инструмента выбрать место, где крупный рефлектор будет работать с минимальными атмосферными помехами, следует предварительно построить зависимость $\beta = \varphi(\alpha)$, проводя одновременные измерения этих величин на одной из существующих обсерваторий. К сожалению, в 1935 г. А. Данжоном и А. Куде¹⁸ было высказано априорное предположение, что атмосферных искажений волнового фронта крупнее 20 см нет: критерием качества изображения считалось t — отклонение 20-см участка волнового фронта от плоскости. Лишь в 1970 г. t -критерий и α -критерий были прокалиброваны по крупному рефлектору¹⁹. Оказалось, что t -критерий не дает возможности определить β . Однако именно с помощью этого критерия производился выбор места для многих существующих обсерваторий. Даже владея правильной α -методикой, необходимо предварительно найти районы, где можно ожидать минимальных атмосферных искажений. Здесь на помощь приходят метеорологические соображения, заключающиеся в том, что перспективными являются пункты, близкие по метеоусловиям к свободной атмосфере, не возмущенной приземным слоем. Такими местами являются изолированные горные вершины со слабым ветром в высотной зоне $2000\text{--}3000$ м; воздух, изменивший ночью температуру от соприкосновения с почвой, сильно охладившейся радиационно, может спокойно стекать вниз. Изображения в зоне $3000\text{--}4000$ м хуже из-за большей скорости ветра; кроме того, возникают серьезные трудности с акклиматизацией наблюдателей. Подобные соображения привели Ю. Штока к выбору некоторых чилийских вершин²⁰; О. В. Деменив указал на перспективность горы Санглок в Таджикской ССР, измерения на которой с применением α -критерия дали очень хорошие результаты (к сожалению, Санглок находится в районе Нурекского промышленного комплекса). О. А. Семенова и Л. Н. Бабушкин обратили внимание на район метеостанции Минчукур

(гора Майданак); анализ многолетних метеоданных²¹ убедительно показал, что здесь можно ожидать очень хорошие изображения, что и было подтверждено наблюдениями по α -методике.

В настоящее время концепция изолированной вершины, как места с хорошими ночными атмосферными условиями, не имеет конкурентов.

На изолированной вершине свободная атмосфера очень близка к поверхности почвы. Микротермометр, помещенный на высоте 15–20 м, показывает практически полное отсутствие температурных флуктуаций;

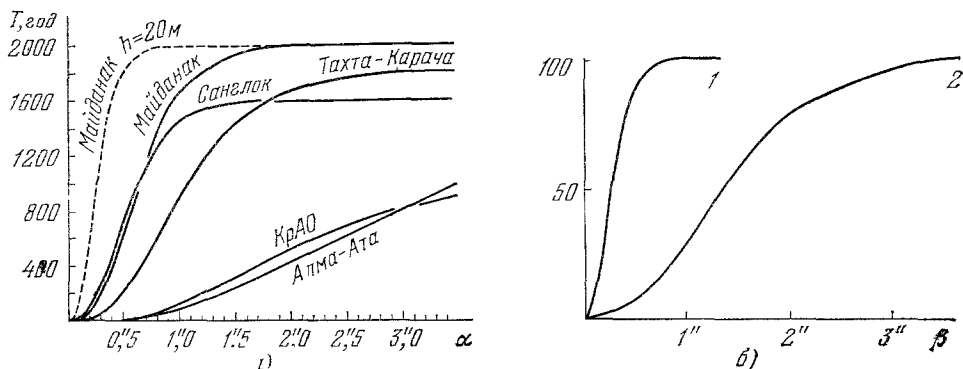


Рис. 7. Интегральные гистограммы качества изображения α , показывающие: а) годовое количество ночного ясного времени с изображениями, лучшими данных; б) ухудшение изображения из-за влияния башни.

На рис. 5, а кривые построены по редуцированным метеоданным и результатам астроклиматических измерений, выполненных в 1968–1970 гг. в Государственном астрономическом институте им. П. К. Штернберга с помощью калиброванного по большим инструментам двухлучевого прибора. Штриховая линия — прогноз качества изображения для телескопа, установленного на высоте 20 м над вершиной горы Майданак и согласованного с свободной атмосферой. На рис. 5, б: 1 — рассчитанная для высоты 20 м гистограмма α ; 2 — гистограмма β высококачественного телескопа диаметром 1,5 м, установленного в башне высотой 20 м на чилийской вершине Ла Силла с близким значением α . Разработка и осуществление комплекса мер по термо- и аэродинамическому согласованию башни и телескопа со свободной атмосферой приведут к значительному улучшению качества изображения наземных телескопов.

α показывает очень хорошую корреляцию с суммой флуктуаций температуры в приземном слое. Свободная атмосфера над высотой ~ 20 м дает $\bar{\alpha} \approx 0",2 - 0",3$.

Гистограмма распределения α хорошо описывается γ -распределением; ее также удобно давать в интегральной форме (рис. 7). Мы видим, что на высоте 20 м над изолированными вершинами можно ожидать в году не менее нескольких сотен часов ясной ночной погоды с $\alpha < 0",5$. Интегральная гистограмма α полностью характеризует данный пункт: в зависимости от требуемой величины α относительная эффективность разных пунктов может оказаться различной. Так, для $\alpha = 0",5$ при одинаковом количестве ясной погоды пункт с $\bar{\alpha} = 3"$ хуже пункта с $\bar{\alpha} = 0",5$ в 22 раза!²²

Как правило, телескоп и его башня в современном исполнении значительно ухудшают β по сравнению с α , так как башня изменяет аэродинамику вершины, создает вокруг себя в результате радиационного охлаждения большое количество холодного воздуха и выделяет тепло, рассеиваемое электронным оборудованием. Первоочередной задачей современного этапа телескопостроения является разработка комплекса мер, позволяющих достичь $\beta = \alpha$. В настоящее время существует большое число методов, позволяющих изучить количественно термо- и аэродинамические характеристики существующих телескопов. Возможно, что башни, построенные с учетом полученных результатов, будут иметь довольно необычный для

современного астронома вид (рис. 8). Ухудшение β по сравнению с α вследствие отсутствия аэро- и термодинамического согласования башни высотой 20 м на одной из новых чилийских обсерваторий показано на рис. 7, б.

Спецификой крупных телескопов является то, что они предназначены почти исключительно для фундаментальных исследований. Телескоп обычно строится в одном экземпляре и очень редко модернизируется в своих существенных частях. Современный телескоп строится ~ 10 лет и служит ~ 100 лет или дольше (в настоящее время успешно работают телескопы, построенные в начале века). Опыт показывает, что телескопы, строящиеся без значительного участия заказчика (обсерватории), не бывают удачными. На крупнейших обсерваториях мира в настоящее время созданы коллективы астрономов, хорошо знакомых с проблемами крупного телескопостроения и активно участвующих в разработке новых инструментов. Обсерватория берет на себя, как правило, изготовление оптической системы инструмента и разработку связанных с ней позиций. Характерное время изготовления высококачественной оптической системы составляет 3—5 лет (рис. 9); ускоренная обработка астрономических зеркал пока никому еще не удавалась. Стоимость телескопа пропорциональна квадрату его диаметра (рис. 10)²³, трудность же изготовления оптической системы — кубу или четвертой степени его. Поэтому редко идут на увеличение диаметра следующего телескопа более, чем вдвое по сравнению с предыдущим; детальное количественное исследование вновь созданного инструмента в рабочих условиях является обязательным.

Таким образом, современная практическая астрофизика является вполне сформировавшейся отраслью астрономии с возможностью количественного измерения всех интересующих ее величин и ясной перспективой развития (рис. 11, 12).

* * *

Развитие астрономии было бы немыслимо без создания все более крупных телескопов. Это особенно ярко показывает история появления современных представлений о строении Вселенной.

Первые большие высококачественные рефлекторы вошли в строй в 1908 и 1918 гг. В то время считалось, что Солнце находится близ центра единственной всеохватывающей системы Млечного Пути и шли споры

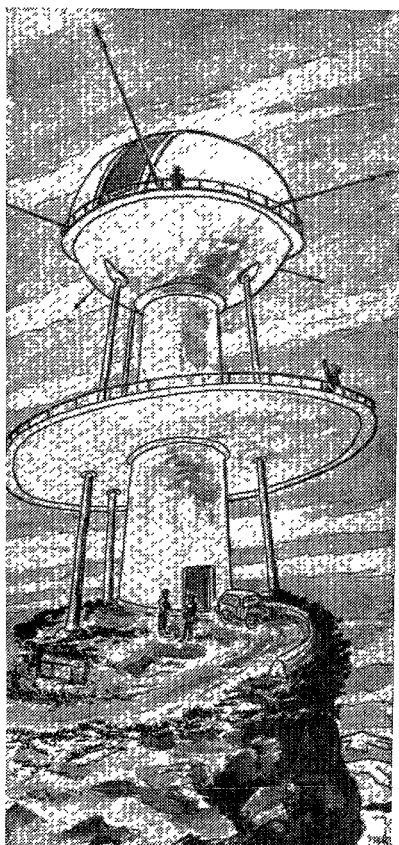


Рис. 8. Общий вид (в представлении художника) башни наземного телескопа, согласованного термо- и аэродинамически со свободной атмосферой.

При создании такой башни следует провести аэродинамические исследования, позволяющие предотвратить забрасывание холодного приземного воздуха на высоту инструмента и воспрепятствовать появлению холодного воздуха вблизи радиационного охлаждения деталей башни, купола и телескопа.

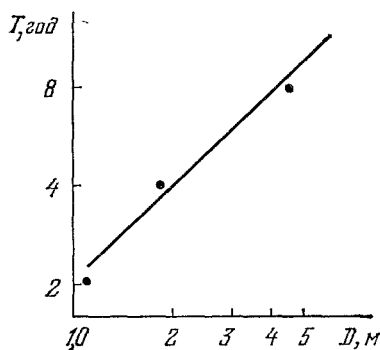


Рис. 9. Зависимость времени изготовления крупного телескопа от его диаметра.

Основные затраты времени связаны с изготовлением высококачественной оптической системы. Для 100" телескопа обсерватории Маунт Вилсон, начавшего работать в 1918 г., зеркало обрабатывалось 6 лет.

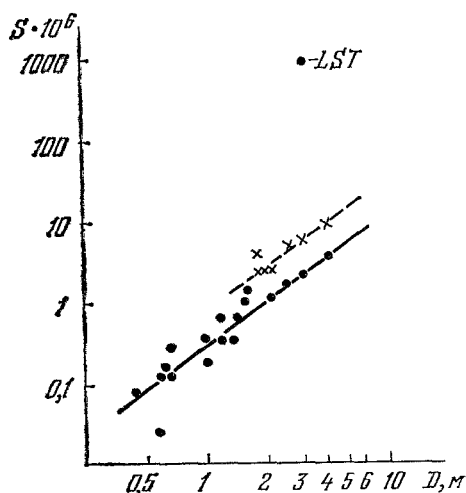


Рис. 10. Стоимость наземного оптического телескопа пропорциональна квадрату его диаметра.

Новые телескопы (крестики) несколько дороже из-за общей экономической ситуации и лучшего оснащения их вспомогательной аппаратурой. 5-метровый паломарский рефлектор стоил ~ 6,5 миллиона долларов; затраты обсерватории Китт Пик на создание современного 4-метрового R-C-телескопа составляют ~ 10 миллионов долларов. 3-метровый орбитальный рефлектор должен стоить около 1000 миллионов долларов (Американская астрономия и астрофизика в 70-е годы нашего столетия, АС АН СССР, М., 1973, стр. 157); как очевидно, его применение в видимой области спектра нецелесообразно, так как несколько высококачественных наземных телескопов дадут значительно большее количество информации при гораздо меньшей стоимости.

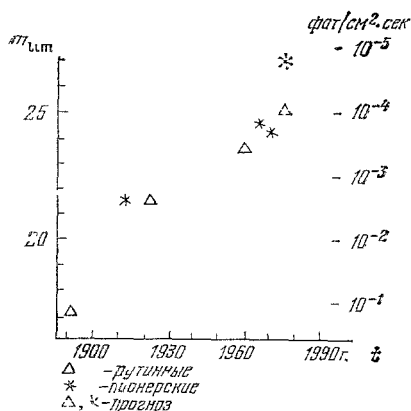


Рис. 11. Тенденция развития современной наземной астрономии состоит в наблюдении все более слабых объектов.

Интересно отметить, что пионерские результаты, полученные на том или ином телескопе с затратой больших усилий, становятся достоянием рутинных наблюдений на следующих более совершенных телескопах. Высококачественные наземные телескопы конца XX века смогут изучать примерно в 10^4 раз больший объем пространства, чем современные.

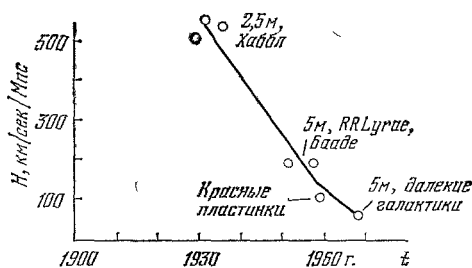


Рис. 12. Развитие практической астрофизики позволило уменьшить значение одной из фундаментальных констант мира — постоянной Хаббла — примерно в 10 раз по сравнению с ее величиной в 1929 г., когда была открыта пропорциональность красного смещения в спектре галактик их расстоянию.

Наблюдение более слабых объектов и переход к красным лучам дали возможность уточнить шкалу межгалактических расстояний объектов и тем самым увеличить «экспансионистский возраст» Вселенной.

о природе «слабых туманностей», некоторые из которых показывали спиральную структуру. Высказывалось предположение, что эти туманности являются самостоятельными звездными системами, сравнимыми с Млечным Путем, но доказательств этого не было. В начале XX века их количество оценивалось в 120 000.

В 1908—1910 гг. Дж. Ричи получил на 60" телескопе высококачественные фотографии ближайших галактик. На его снимках туманности М 33 и отчасти М 31 неожиданно разрешились на звезды. Ричи насчитал около 3000 «туманных звезд» в М 33 и приблизительно 1000 в М 101. К 1920 г. Лундмарк пришел к убеждению, что в туманности М 33 наблюдаются действительно звезды и что М 33 — обширная самостоятельная звездная система; однако Шепли продолжал настаивать, что изображения этих «звезд» слишком мягки, слишком размыты.

Рассмотрение репродукций полученных Ричи фотографий М 31 позволяет нам отождествить на них ряд переменных звезд — цефеид, открытых позднее Хабблом и Бааде. Если бы Ричи в 1910 г. получил серию фотографий М 31 и М 33, он мог бы открыть и исследовать на них цефеиды, и в 1913 г., когда Герцшпрунг прокалибровал зависимость период — светимость для цефеид в абсолютных величинах, доказать, что спирали — самостоятельные галактики на 11 лет раньше Хаббла. Но не будем забывать, что Хаббл использовал стандартные пластинки 100" рефлектора с временем экспозиции в 40 минут, а каждая пластинка Ричи на 60" рефлекторе — плод героического труда, многочасовых экспозиций.

Так или иначе, в 1919 г. у Ричи была подготовлена к печати статья, где он на основе своих фотографий доказывал, что спирали — другие галактики, но по «не зависящим от автора причинам» статья эта не увидела свет.

К заслугам 60" рефлектора надо добавить также и то, что его использовал Шепли для изучения шаровых скоплений. Приняв, что центр их системы совпадает с центром Галактики, Шепли впервые дал верную в принципе модель строения Галактики, и Солнце оказалось на далекой окраине ее. 60" рефлектор оказался весьма результативным инструментом; и в настоящее время телескоп такого качества, установленный в месте с большим количеством дней ясной погоды и хорошими изображениями, мог бы работать очень эффективно.

Спор о природе «слабых туманностей» или «спиралей» был окончательно решен Хабблом на 100" рефлекторе обсерватории Маунт Вилсон, вступившем в строй в 1918 г. Осенью 1923 г. при поисках новых звезд он открыл в М 31 первую цефеиду, а через год исследовал уже по дюжине их в М 31, М 33 и NGC 6822. Амплитуды переменности и формы кривых блеска этих переменных звезд оказались нормальными и это доказывало, что мы имеем дело с одиночными звездами. Зависимость период — светимость показала, что расстояния этих «туманностей» на порядок превосходят размеры системы Млечного Пути, что «спирали» сравнимы с ним по размерам и являются самостоятельными галактиками.

Продолжая прямое фотографирование других галактик, Хаббл, опираясь на цефеиды, смог установить, что светимость ярчайших звезд (они на $\sim 3^m$ ярче ярчайших цефеид) примерно одинакова, так что их можно использовать для определения расстояний более далеких галактик.

К 1925 г. Слайфером на 24" астрографе во Флагстаффе были получены лучевые скорости 41 галактики. Вопрос о существовании зависимости между расстояниями и лучевыми скоростями уже поднимался к тому времени в космологии, но решен не был; тогда же Штрอมберг заявил, что «нет достаточных оснований полагать, что существует зависимость между V_r и расстояниями». Де Ситтер в 1917 г. знал лишь три лучевые

скорости — одну отрицательную и две положительные. Ни у него, ни у А. А. Фридмана не было еще наблюдательных данных, когда они строили свои модели Вселенной.

К 1929 г. Хаббл определил расстояние до 18 отдельных галактик и до скопления в Деве и сопоставление с лучевыми скоростями позволило ему установить знаменитый ныне закон Хаббла:

$$V_r = Hr$$

(лучевая скорость V_r прямо пропорциональна расстоянию r).

Таким образом, работа 100" рефлектора привела к настоящей революции в наших представлениях о мироздании. Оказалось, что система Млечного Пути является не единственной всеохватывающей звездной Вселенной, а лишь одной из бесчисленного множества подобных звездных систем. Было обнаружено странное свойство пространства — его расширение. Космология впервые получила наблюдательную основу, и сделать это было бы нельзя с телескопами меньшего размера, ибо задача состояла в фотометрии и спектроскопии предельно слабых объектов.

Масштаб Вселенной и средняя плотность вещества в ней и ее возраст отныне определялись значением постоянной Хаббла H , которая, по его определению 1936 г., составляла 536 км/сек/Мпс . Линейная зависимость скорости от расстояния вскоре была проверена Хьюмасоном по спектрограммам, полученным на 100" рефлекторе. Первая же полученная им лучевая скорость NGC 7619 в скоплении в Пегасе вдвое превышала известные до тех пор. В 1936 г. Хьюмасон получил для галактики $17^m,9$ лучевую скорость, еще в 10 раз большую ($z = 0,13$).

Фотографии в красных лучах, полученные Бааде в 1943 г. на том же 100" телескопе (он достиг примерно $21^m,9$ за 4 часа экспозиции), позволили ему разрешить на звезды центральную часть туманности Андромеды и ее эллиптических спутников (Ричи и Хаббл разрешили лишь внешние части — спиральные рукава, населенные сверхгигантами). Это оказались красные гиганты, идентичные гигантам шаровых скоплений. В результате появилась плодотворная концепция звездных населений.

В 1945—1949 гг., фотографируя М 31 в разных лучах, Бааде смог показать, что газ и пыль распределены в плоскости галактики неравномерно: они концентрируются в спиральных рукавах. Известно, какое значение имеет это открытие для понимания природы спиралей.

Не будет преувеличением сказать, что основы современной картины мира появились лишь благодаря одному-единственному телескопу: 100" рефлектору обсерватории Маунт Вилсон. Но дальнейший прогресс был бы невозможен, если бы в 1949 г. в строй не вошел 200-дюймовый рефлектор Хэйла на Маунт Паломар. В первые же годы своей работы 200" рефлектор внес огромный вклад в решение космологической проблемы. В 1952 г. Бааде объявил, что в М 31 переменные звезды типа RR Лиры недоступны 5-метровому телескопу. Это означало, что либо они слабее, чем считалось, на $1^m,5$, либо же цефеиды ярче, чем давала калибровка Шепли, на $1^m,5$. Бааде высказался за второе решение, что через несколько лет было подтверждено исследованиями цефеид в рассеянных скоплениях нашей Галактики. Это привело к значению $H = 180 \text{ км/сек/Мпс}$.

В 1958 г. Сендидж показал, что в критических случаях Хаббл (фотографировавший только в синих лучах) принимал за ярчайшие звезды компактные области H II, которые ярче звезд примерно на $1^m,8$. Постоянная Хаббла теперь стала около 100 км/сек/Мпс . Это сняло громадную трудность релятивистской космологии, ибо при старом значении $H = 536 \text{ км/сек/Мпс}$ «экспансионный возраст Вселенной» получался меньше возраста звезд и Земли...

Современное значение постоянной Хаббла (55 км/сек/Мпс) целиком основано на работах, выполненных с 200" рефлексом: исследованиях цефеид в спиральных и неправильных галактиках (в том числе NGC 2403, лежащей уже за пределами Местной группы, в группе М 81), определении угловых размеров областей Н II, прокалброванных по цефеидам в линейные) и лучевых скоростей гигантских спиралей поля, лежащих достаточно далеко. В этих работах была достигнута предельная величина около $23^m,5$, хотя в уникальных исследованиях она приближается, по-видимому, к $24^m,5$ (для столь слабых объектов шкала звездных величин еще не определена достаточно точно).

С 200" телескопом Хьюмсон измерил для галактики $17^m,3$ в Гидре $z = 0,20$, а в 1960 г. Минковский в свою последнюю наблюдательную ночь перед уходом на пенсию нашел $z = 0,46$ для радиогалактики ЗС 295 ($19^m,9$) по единственной эмиссионной линии. Это значение было подтверждено Оуком только в 1971 г. с помощью спектра, полученного с 32-канальным фотоэлектрическим спектрометром. Время накопления составило 8 часов.

Наибольшие красные смещения, известные сейчас, составляют $z = 3,53$ для квазара ОQ 172 и $z = 3,40$ для ОН 471. К сожалению, красные смещения квазаров нельзя использовать для определения вида зависимости m от z и выбора между различными моделями Вселенной, поскольку дисперсия их светимостей слишком велика. Проблема поиска нормальных галактик с большим красным смещением остается, таким образом, актуальной.

* * *

Скажем в заключение несколько слов о перспективах, которые открываются перед внегалактической астрономией с вводом в строй больших телескопов системы Ричи — Кретьена.

Прежде всего будет достигнут значительный прогресс в решении космологической проблемы, ибо будут получены более точные значения постоянной Хаббла H и «параметра замедления» (q_0), определяемого видом зависимости m от z для объектов с одинаковой светимостью. Систематическое уменьшение значений H объясняется возрастающей проникающей способностью наших телескопов. Оказывается, в частности, что характеристики ряда объектов, служащих индикаторами расстояния, связаны со светимостью содержащих их галактик. Так, диаметры областей Н II возрастают с увеличением светимости галактики. Галактики-гиганты редки в пространстве, ближайшие галактики поэтому невелики и определяемые по ним диаметры областей Н II оказывались заниженными, что и привело в конечном счете к преуменьшению значения H примерно в полтора раза. Но в более далеких галактиках, среди которых есть и гиганты, становятся недоступными цефеиды, служащие благодаря зависимости между периодом изменения их блеска и светимостью основой межгалактической шкалы расстояний. 5-м рефлектору доступны цефеиды в 30 галактиках; исследованы пока 7 из них, а в четырех других все еще продолжают исследования, начатые Э. Хабблом в двадцатых годах! Повышение предельной звездной величины до $26-27^m$ позволит изучать цефеиды в 100—200 галактиках, а большое поле Р — С-телескопов позволит резко ускорить прогресс исследований цефеид в Магеллановых Облаках и туманности Андромеды (имеющих большие угловые размеры), необходимых для уточнения светимости этих звезд. В туманности Андромеды станут доступны звезды типа RR Лиры, что также крайне важно для калибровки шкалы расстояний и других задач.

Повышение разрешающей способности даст возможность определять угловые диаметры облаков Н II в более далеких галактиках. Исследование сверхгигантов, звездных скоплений и областей Н II в достаточно представительном выборе галактик, несомненно, приведет к уверенному определению постоянной Хаббла и даст важные данные для понимания механизма образования звезд и спиральных ветвей, с которыми связаны сверхгиганты, цефеиды и области Н II — газовые комплексы, ионизируемые только что рожденными горячими звездами.

Характер зависимости m от z , от которого зависит значение «параметра замедления» и выбор между различными моделями Вселенной, можно определить, если знать красное смещение достаточного числа очень далеких радиогалактик или ярчайших галактик в скоплениях (светимость таких галактик одинакова). Необходимо также научиться учитывать влияние эволюции звездного населения галактик на их фотометрические характеристики, равно как и влияние на них переползания ультрафиолетового участка спектра в видимую область. Для решения последней задачи необходимы внеатмосферные наблюдения, а для первой — детальные исследования звездного населения близких галактик.

Исследование ядер галактик, их звездообразных ядер, напоминающих звездное скопление, необходимо для решения вопроса о том, являются ли они «точками сингулярности», рождающими вокруг себя галактику (предположение, ведущее к радикальному пересмотру наших физических концепций), или эти ядрышки появляются в процессе эволюции галактик.

Природа квазаров (которые почти все слабее 17^m), возможность существования некосмологического красного смещения, проблема устойчивости скоплений и групп галактик (вывод об их неустойчивости ведет к заключению о рождении вещества) — все эти важнейшие для наших представлений о мироздании проблемы требуют для своего решения применения телескопов с максимальной проникающей способностью, высоким разрешением и большим полем.

А кто знает, какие новые явления, какие новые загадки станут перед нами после вступления в строй новых больших R — C-телескопов, какой толчок они дадут дальнейшему развитию физики...

Необходимость скорейшего строительства хотя бы одного такого телескопа в нашей стране совершенно очевидна. Мы должны иметь возможность увидеть на небе все то, что могут увидеть другие. И нет необходимости ставить для орбитальных телескопов задачи, которые гораздо легче и дешевле можно решить наземными наблюдениями, возможности которых еще далеко не исчерпаны.

Государственный астрономический институт
им. П. К. Штернберга

ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. I. S. Bowen, *Astron. J.* 69, 816 (1964).
2. H. Chretien, *Rev. d'Opt.* 1, 13, 49 (1922).
3. R. N. Wilson, in: *Large Telescope Design*, Geneva, 1971, p. 131.
4. A. Baranne, *ibid.*, p. 199.
5. A. Offner, *Appl. Opt.* 2(2), 153 (1963).
6. М. А. Соснина, *Известия ГАО, Пулково*, № 162, 137 (1958).
7. D. H. Schulte, *Appl. Opt.* 7, 119 (1968).
8. G. W. Ritchey, *L'Astronomie* 42, 179 (1928).
9. J. Texereau, *L'Astronomie*, Sept. 297 (1965).
10. А. Боуэн, в кн.: *Телескопы*, под ред. Дж. Койпера и Б. Миддлхерста, М., «Мир», 1968 стр. 196.
11. P. Guerin, *L'Astronomie*, Juin, 284 (1970).
12. Van Biesbrock, *Astron. J.* 52, 34 (1946).

13. R. G. Tull, *Sky and Telescope* 36, 213 (1968).
 14. N. U. Mayal, S. Vasilievskis, *Astron. J.* 65, No. 5, 304 (1960).
 15. Отчет фирмы «REOSC», 1973.
 16. И. М. Бужинский, Е. И. Сабаяева, А. М. Хомяков, *Стеклообразное состояние*, вып. 1 — Катализированная кристаллизация стекла, М., Изд-во АН СССР, 1963, стр. 127.
 17. Г. А. Гурзадян, *Вестник АН СССР*, № 6, 66 (1973).
 18. A. Dapjon, A. Couder, *Lunettes et telescopes*, Paris, 1936.
 19. В. Е. Слущкий, А. Г. Принцев, *Астрон. цирк. (Астросовет АН СССР)*, № 573 (1970).
 20. J. Stocck, *Bull. Astron.* 24, 116 (1964).
 21. Г. В. Новикова, *Астрон. цирк. (Астросовет АН СССР)*, № 491 (1968).
 22. С. Б. Новиков, П. В. Щеглов, *ibid.*, № 748 (1973).
 23. «Американская астрономия и астрофизика в 70-е годы нашего столетия», Изд. Астровета АН СССР, М., 1973.
 24. H. Agr, J. Kormendy, *Astrophys. J.* 178, L101 (1972).
 25. M. F. Walker, *ibid.* 167, 1 (1971).
 26. G. Weerick, см. ³, p. 265.
 27. J. B. Rogerson et al., *Astrophys. J.* 181, L97 (1973).
-