

расстояний $m_U - M_U$, $m_B - M_B$ и т. д. были равны $m - M$. (Ультрафиолетовая, голубая и визуальная видимые звездные величины m_U , m_B , m_V часто обозначаются U , B , V .) Число $m_B - m_V = M_B - M_V$ называется *показателем цвета*; звезды с отрицательным показателем цвета более голубые, чем звезды с положительным показателем цвета. Для сравнения приведем абсолютные звездные величины Солнца:

M (боллометрическая) = +4,72, $M_U = 5,51$, $M_B = 5,41$, $M_V = 4,79$
и его видимые звездные величины:

$$m \text{ (боллометрическая)} = -26,85, \quad m_U = -26,06, \quad m_B = -26,16, \\ m_V = 26,78.$$

Следовательно, для Солнца модуль расстояния равен $-31,57$, а показатель цвета равен $0,62$.

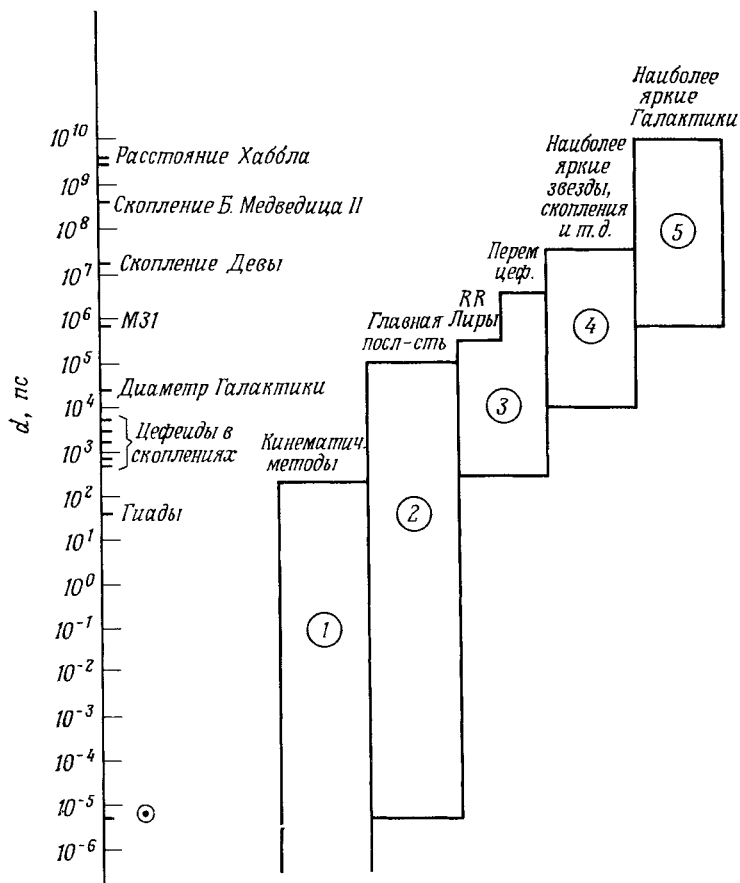
§ 5. Лестница космических расстояний

Если известна абсолютная светимость L источника света, то мы можем определить фотометрическое расстояние до него d_f , измеряя его видимую светимость l и пользуясь формулой (14.4.13). Трудность заключается в определении L . К настоящему времени образовалась лестница расстояний, состоящая из пяти четких ступеней, различающихся по способу определения расстояния, причем космологически интересные расстояния находятся на самом ее верху (фиг. 14.3).

Кинематические методы

Расстояния до некоторых ближайших звезд могут быть измерены методами, не требующими предварительного знания абсолютной светимости. К числу таких звезд относится Солнце. Расстояние до него (астрономическая единица) впервые было измерено с приемлемой точностью в 1672 г. Ж. Ришаром и Д. Кассини. Они определили расстояние до Марса, а по нему — расстояние до Солнца, измеряя разность направлений на Марс при наблюдении из Парижа и Кайенны, отстоящих друг от друга на 6000 миль. Конечно, за последующие три столетия точность численного значения астрономической единицы сильно возросла; в самое последнее время для увеличения точности была использована радиолокация.

Есть несколько тысяч достаточно близких к нам звезд, расстояния до которых могут быть определены из смещения их видимого положения, вызванного обращением Земли вокруг Солнца. Выше было дано определение тригонометрического параллакса звезды π как максимального углового радиуса эллипса, который описывает звезда в процессе видимого годичного движения по небосводу; расстояние до звезды равно $1/\pi$ парсек, если π выраже-



Фиг. 14.3. Лестница космических расстояний.

Расположение и высота вертикальной полосы примерно соответствуют диапазону расстояний, для измерения которых может быть использован данный класс индикаторов расстояния.

но в угловых секундах. (Прилагательное «тригонометрический» используется здесь ввиду того, что астрономы имеют обыкновение выражать расстояния до звезд в параллаксах независимо от способа измерения, так что можно встретить фотометрический параллакс, параллакс по движению скопления и т. д.) Расстояние до звезды впервые измерил этим способом Ф. В. Бессель: в 1838 г. он определил тригонометрический параллакс звезды 61 Лебеда (приблизительно $0,3''$) и нашел, что расстояние до нее около 3 пс. (Т. Гендерсон измерил тригонометрический параллакс α Центавра в 1832 г., но его вычисления не были опубликованы до 1838 г.) Вообще

говоря, определить расстояние до звезды по тригонометрическому параллаксу можно, только когда π больше чем $0,03''$, т. е. если звезда ближе 30 пс.

В последние годы появилась возможность измерять расстояния до некоторых соседних звездных скоплений методом, основанным в большей степени на знании скорости света, чем на знании астрономической единицы. Эти *движущиеся скопления* состоят из звезд, собственные движения которых по небосводу кажутся нам направленными в одну точку; это означает, что на самом деле эти звезды движутся сквозь Галактику с равными скоростями и параллельно друг другу. Их радиальные скорости v_r можно определить из доплеровского сдвига $\Delta v/v$ в спектрах (зная скорость света), а поперечные к лучу зрения компоненты скоростей можно представить как произведение расстояния до скопления на скорость собственного движения (в радианах за единицу времени) звезды по небу [формула (14.4.19)]. Таким образом, наблюдения доплеровского сдвига и собственного движения дают нам полную кинематическую модель скопления с единственной неизвестной величиной — расстоянием. Расстояние можно теперь определить, вводя в эту модель условие, что все звезды движутся с равными и параллельными скоростями. Наиболее хорошо изученное движущееся скопление — Гиады; оно содержит около 100 звезд в радиусе около 5 пс. Расстояние до него, измеренное описанным «методом движущегося скопления», равно около 40,8 пс.

Иногда статистический анализ собственных движений и радиальных скоростей позволяет оценить расстояния до звезд, которые и не так близки, чтобы можно было измерить их тригонометрические параллаксы, и не принадлежат движущимся скоплениям. Допустим, что мы знаем *относительные* расстояния в некоторой выборке звезд, т. е. что нам известны отношения d/d_0 , где d_0 — некоторый неизвестный масштаб расстояния. [Так обстояло бы дело, например, если бы мы знали, что все звезды этой выборки имеют *одинаковые*, хотя и неизвестные абсолютные светимости L , поскольку тогда из видимых светимостей l по формуле $d = (L/4\pi l)^{1/2}$ мы получили бы относительные расстояния. Даже если разные звезды выборки имеют разные абсолютные светимости, измерение видимых светимостей все же даст относительные расстояния, если мы знаем отношения их абсолютных звездных величин.] Поперечная скорость связана с радиальной равенством

$$v_{\perp} = v_r \operatorname{tg} \phi,$$

где ϕ — неизвестный угол между скоростью звезды и лучом зрения. Поэтому (14.4.19) можно записать в виде

$$\frac{\mu}{v_r} \frac{d}{d_0} = \frac{\operatorname{tg} \phi}{d_0}.$$

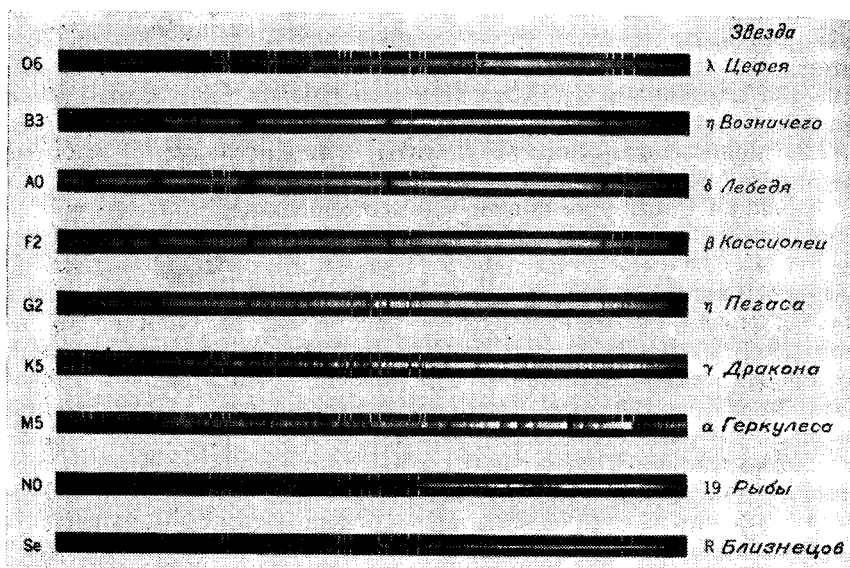
Измеряя величины из левой части этого равенства для большой выборки звезд и делая определенные разумные предположения относительно *распределения* по ϕ , можно найти некоторое значение для постоянной d_0 . Хотя этот метод может быть использован на расстояниях до 200 пс, он по сути своей неточен и может дать крайне далекие от истины результаты, если в исследуемой выборке не имеет места предполагаемое распределение по ϕ .

Вряд ли стоит упоминать, что все описанные кинематические измерения расстояний могут быть применены лишь к звездам, находящимся в пределах нашей Галактики, где космологические эффекты, конечно, ничтожны. Поэтому их можно рассматривать как измерения фотометрического расстояния d_ϕ , или собственного расстояния $d_{\text{соб}}$, или любого другого расстояния. (Время от времени высказывается предположение, что тригонометрические параллаксы могут быть измерены вплоть до расстояний порядка 10^8 пс путем интерферометрических радионаблюдений с использованием в качестве базы расстояния от Земли до искусственного спутника на орбите вокруг Солнца. Если бы это оказалось возможным, то проблемы космографии могли бы быть решены определением тригонометрического параллакса как функции красного смещения.)

Фотометрия звезд главной последовательности ($\leq 10^5$ пс)

Коль скоро мы определили одним из кинематических методов, описанных выше, расстояние до звезды, то можно найти абсолютную светимость L звезды, измеряя ее видимую светимость и используя формулу $L = 4\pi d^2 l$. Именно следуя этому пути, Э. Герцшпрунг и Г. Н. Рассел обнаружили в 1905—1915 гг., что большая часть ближайших к нам звезд, звезд так называемой *главной последовательности*, удовлетворяет довольно строгому соотношению между абсолютной светимостью и спектральным классом. [Спектральный класс, являющийся, по сути дела, мерой температуры поверхности звезды, обычно обозначается одной из букв O, B, A, F, G, K, M, R, N, S, причем к классу O относятся очень горячие звезды, а к классу S — относительно холодные (фиг. 14.4).] (Имеется мнемоническое правило: «Oh be a fine girl, kiss me right now sweetheart!») Теоретическая астрофизика (см., например, [20]) объясняет главную последовательность как довольно длительную начальную стадию в термоядерной эволюции почти всех звезд.

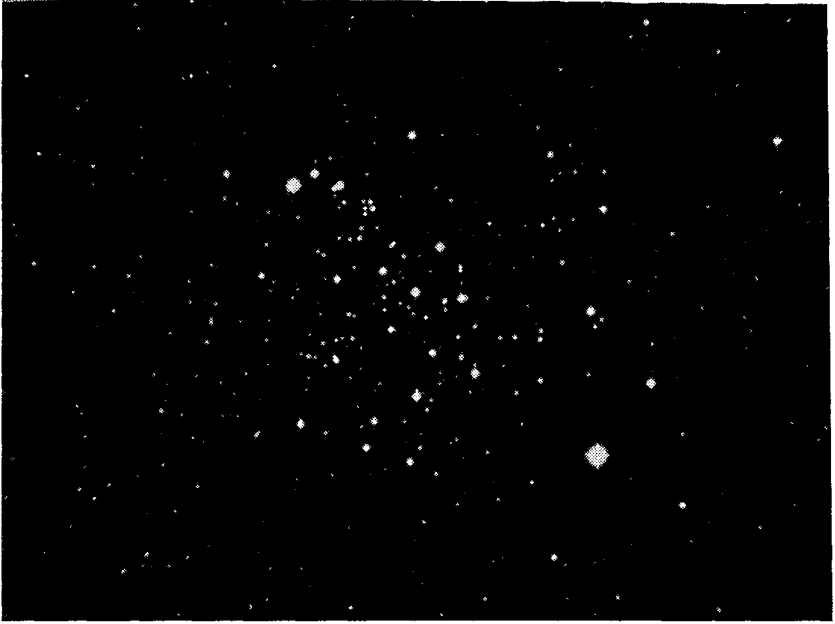
Принимая соотношение Герцшпрунга — Рассела между абсолютной светимостью и спектральным классом, можно определить расстояние до любой звезды главной последовательности, если известны ее спектральный класс и видимая светимость. Этот метод



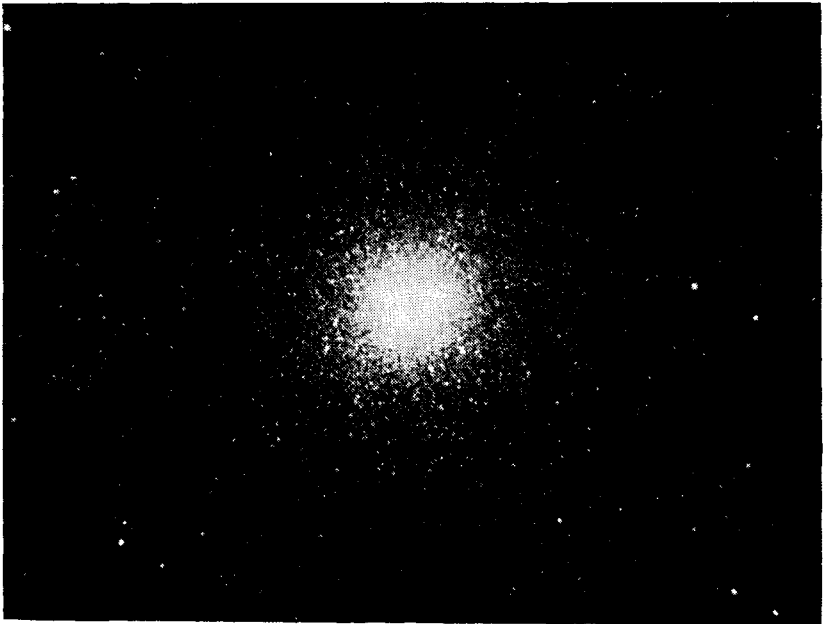
Фиг. 14.4. Спектры звезд различных спектральных классов.

дает наилучшие результаты в применении к скоплению звезд, находящихся приблизительно на одинаковом расстоянии от Земли. Тогда звезды главной последовательности могут быть выделены графически с помощью диаграммы «видимая светимость — спектральный класс». Вместе с тем этот метод хорошо работает только в нижней части главной последовательности, где соотношение Герцшпрунга — Рассела известно лучше всего.

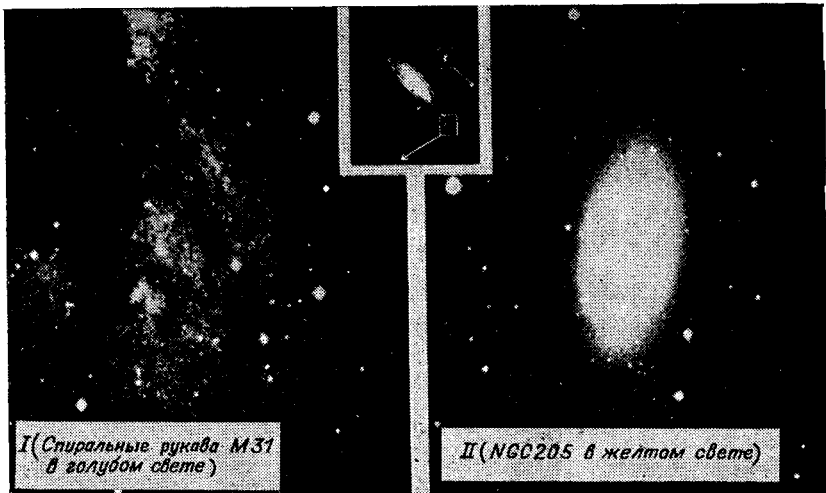
Внесенные в каталоги скопления нашей Галактики делятся на *рассеянные скопления* (такие, как Гиады и Плеяды), их около 650, и *шаровые скопления* (такие, как большое скопление М13 в созвездии Геркулеса), их примерно 130. В каждом из рассеянных скоплений от 20 до 1000 звезд, а в каждом из шаровых — от 10^5 до 10^7 звезд (фиг. 14.5 и 14.6). При измерении расстояния до этих скоплений важно иметь в виду существование двух типов звездного населения, на что впервые обратил внимание В. Бааде в 1944 г. [21] (фиг. 14.7). Звезды в рассеянных скоплениях, так же как ближайšie к нам звезды и Солнце, обычно принадлежат населению типа I, которое характеризуется высоким содержанием металлов и относительной молодостью. В Галактике звезды типа I находятся только в спиральных ветвях. Звезды в шаровых скоплениях принадлежат населению типа II, характеризующемуся меньшим содержанием металлов и большим возрастом; звезды типа II заполняют всю Галактику. Между главными после-



Фиг. 14.5. Открытое скопление NGC 2682 в созвездии Рака.
Сфотографировано 200-дюймовым телескопом обсерватории Маунт-Паломар.



Фиг. 14.6. Шаровое скопление NGC 6205 (M13) в созвездии Геркулеса.
Сфотографировано 200-дюймовым телескопом обсерватории Маунт-Паломар.



Фиг. 14.7. Примеры звезд населений типов I и II.

Сфотографировано 200-дюймовым телескопом обсерватории Маунт-Паломар. Слева звезды населения типа I в спиральных рукавах галактики M31; справа звезды населения типа II в NGC 205, спутнике M31.

довательностями населений типа I и II есть различия, так что использование главной последовательности, калиброванной по ближайшим звездам, для определения расстояния до шарового скопления сопряжено с техническими осложнениями, которых мы не будем здесь касаться.

Метод определения расстояний по фотометрии главной последовательности ограничен тем, что типичные звезды главной последовательности не очень яркие. Например, с помощью рефлектора Хейла на г. Паломар трудно разрешить звезды более тусклые, чем с $m = 22,7$, т. е. этот прибор может разрешить звезду с абсолютной величиной Солнца ($M = 4,7$) при модулях расстояний до $m - M = 18$, что, согласно (14.4.45), соответствует расстоянию 40 000 пс.

В настоящее время для калибровки соотношения Герцшпрунга — Рассела используются в первую очередь звезды из Гиад, так что вся шкала галактических и внегалактических расстояний основывается на нашем знании расстояния до Гиад, измеренного рассмотренным выше «методом движущегося скопления». Недавно Ходж и Валлерстайн [22] заметили, что и средний тригонометрический параллакс звезд из Гиад, и сопоставление их видимых величин с соотношением Герцшпрунга — Рассела, полученным из наблюдения других ближайших звезд, дают основание для вывода,

что расстояние до Гиад, возможно, равно 50 пс, а не 40,8 пс. Если это так, то все галактические и внегалактические расстояния должны быть увеличены на 20%.

Переменные звезды ($<4 \cdot 10^6$ пс)

Каталоги содержат около 10 000 звезд, у которых наблюдаются более или менее регулярные изменения видимой светимости во времени. При установлении внегалактической части шкалы расстояний в настоящее время играют важную роль два типа переменных звезд — *переменные звезды в скоплениях*, или *звезды типа RR Лиры*, и *классические цефеиды*, или *звезды типа δ Цефея*. Звезды типа RR Лиры имеют периоды от нескольких часов до одних суток и принадлежат населению типа II, тогда как классические цефеиды входят в население типа I и имеют периоды от 2 до 40 сут. (Кроме того, имеется еще один тип переменных звезд — *звезды типа W Девы*, принадлежащие населению типа II. Ниже мы увидим, что звезды типа W Девы относили к цефеидам, пока Бааде не ввел два типа населений звезд.)

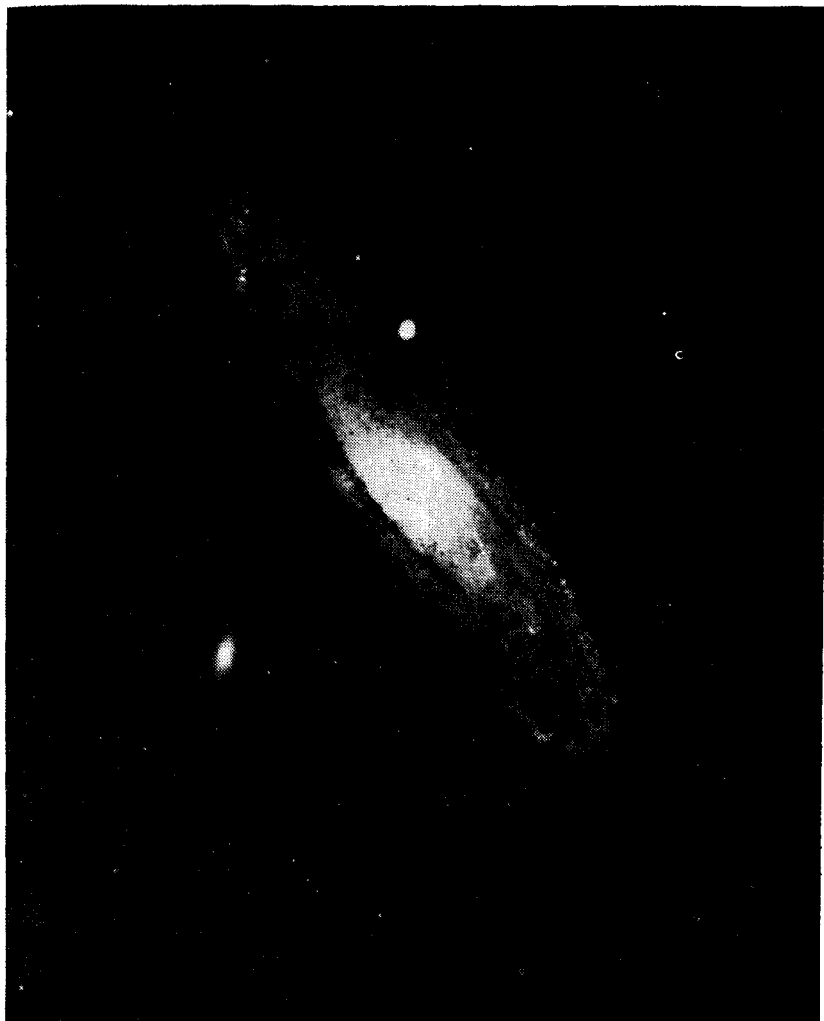
В настоящее время лучше всего известны абсолютные величины звезд типа RR Лиры; они получены путем непосредственного статистического исследования их собственных движений и параллаксов и с учетом того обстоятельства, что эти звезды принадлежат шаровым скоплениям, расстояние до которых можно измерить методом фотометрии главной последовательности. В итоге было найдено [23—26], что все звезды типа RR Лиры имеют в грубом приближении одинаковые абсолютные величины, что-то между $M_v \approx 0,2$ и $M_v \approx 1,0$. Следовательно, если мы по короткому периоду пульсаций относим звезду к типу RR Лиры, то мы можем оценить расстояние до нее по ее видимой светимости. Однако для измерения расстояний, превышающих $3 \cdot 10^5$ пс, звезды типа RR Лиры недостаточно ярки. По этой причине более ярким классическим цефеидам уделялось много больше внимания.

К сожалению, классические цефеиды сильно различаются по абсолютной светимости. Однако в 1912 г. Г. С. Леавитт обнаружила [27], что у 25 известных в то время классических цефеид в Малом Магеллановом Облаке видимые светимости описываются гладкой функцией $l_{\text{ММО}}(P)$ периода P (грубо $l \sim P$). Поскольку все звезды Малого Магелланова Облака находятся примерно на одном расстоянии от Земли, у Леавитт были основания для заключения, что абсолютная светимость классической цефеиды с периодом P есть гладкая функция $L(P)$, пропорциональная $l_{\text{ММО}}(P)$. Однако ей не было известно расстояние до Малого Магелланова Облака, а цефеид, близких к Земле настолько, чтобы иметь измеримые тригонометрические параллаксы, вообще нет; поэтому Леавитт не могла определить константу пропорциональности.

Трудоемкая работа по калибровке $P - L$ -соотношения для цефеид была выполнена сначала Расселом [28] и Герцшпрунгом [29], затем Х. Шепли [30] и, наконец, Р. Е. Вильсоном [31]. Они не прибегали к фотометрии главной последовательности; их основным методом был статистический анализ собственных движений и радиальных скоростей ближайших к Солнцу цефеид (см. раздел «Кинематические методы» этого параграфа), а отношения абсолютных светимостей этих цефеид определялись из $P - L$ -соотношения для цефеид из Магеллановых Облаков. В 1923 г. Э. Хаббл [32] открыл цефеиды в большой туманности М31 Андромеды; их периоды и видимые светимости были использованы вместе с $P - L$ -соотношением цефеид для оценки расстояния до М31, что дало 280 000 пс (фиг. 14.8 и 14.9). Именно этим измерением было окончательно установлено, что «спиральные туманности» — это архипелаги звезд, сравнимые с нашей Галактикой (что предполагал еще Иммануил Кант), а не просто облака или скопления в пределах Галактики. Позднее учет межзвездного поглощения снизил эту цифру до 230 000 пс, но в остальном масштаб внегалактических расстояний существенно не менялся до 1950 г., когда начала работать обсерватория Маунт-Паломар.

К 1952 г. стало ясно, что $P - L$ -соотношение цефеид, определенное Шепли и другими, в чем-то ошибочно. На фотографиях туманности М31, сделанных с 30-минутной экспозицией в Паломаре, были обнаружены только наиболее яркие звезды населения типа II, но совсем не было переменных типа RR Лиры. Это означало, что наиболее яркие звезды типа II в М31 имеют видимую фотографическую величину $m \approx 22,4$, и поскольку было известно, что звезды типа RR Лиры имеют примерно в четыре раза меньшую абсолютную светимость, то их видимая величина в М31 должна была бы оказаться около $m \approx 23,9$, т. е. вне достижимости телескопа в обсерватории Маунт-Паломаре. Однако к тому времени абсолютная величина звезд типа RR Лиры была достаточно известна по проделанному А. Сэндейджем фотометрическому измерению расстояния до шарового скопления М3. Если бы М31 была действительно на расстоянии 230 000 пс, то звезды типа RR Лиры должны были бы быть заметны как звезды величины $m \approx 22,4$, по крайней мере в своих максимальных фазах, а наиболее яркие звезды населения типа II должны были бы иметь видимую величину $m \approx 20,9$, но не $m \approx 22,4$. Бааде [33] объяснил это противоречие тем, что расстояние до М31 не 230 000 пс, а приблизительно *вдвое* больше (разность 1,5 между видимыми звездными величинами соответствует удвоению расстояния); но тогда классические цефеиды в спиральных ветвях М31 должны быть приблизительно в четыре раза ярче, чем следовало из оценок.

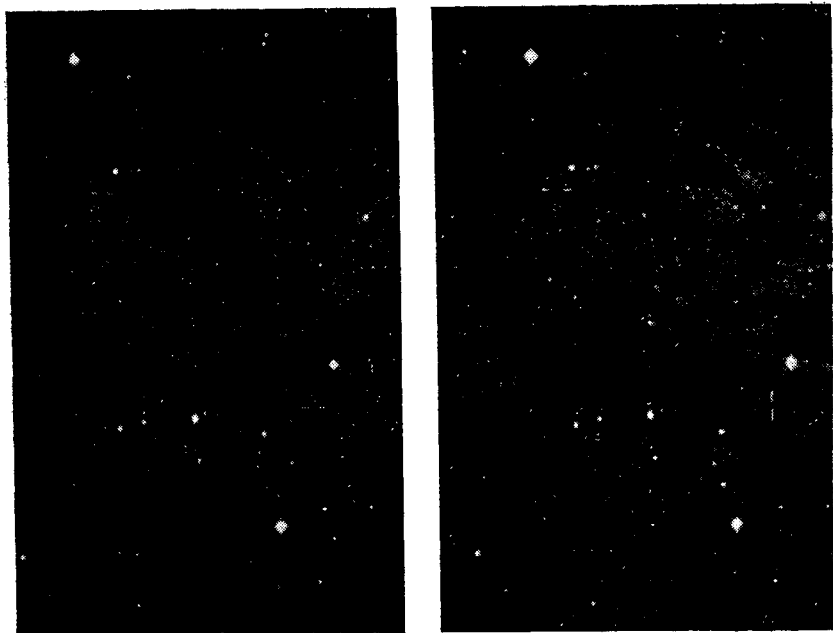
Источник этой ошибки не совсем ясен. $P - L$ -соотношение в калибровке Шепли в самом деле довольно хорошо работает



Фиг. 14.8. Большая галактика M31 (NGC 224) в туманности Андромеды с галактиками-спутниками NGC 205 и 221.

Фотография получена на 48-дюймовом телескопе обсерватории Маунт-Паломар.

в применении к переменным типа W Девы, принадлежащим к населению типа II, но приводит к ошибке, если его использовать для классических цефеид (они из населения типа I), которые в среднем в четыре раза ярче, чем звезды типа W Девы с тем же периодом. Однако не надо думать, что Шепли, не зная различия



Фиг. 14.9. Переменные звезды в одной из областей галактики М31.

Две из этих переменных отмечены. Фотографии получены на 200-дюймовом телескопе в обсерватории Маунт-Паломар.

между типами населений, основывал свою калибровку на звездах типа W Девы, а не на классических цефеидах. Наоборот, одиннадцать переменных, рассмотренных Шепли [30] в 1918 г., были звездами населения типа I, и среди них была даже δ Цефея, от которой и пошло название «классические цефеиды!» (Во всяком случае, звезды типа W Девы и менее яркие, и более редки в окрестности Солнца, так что если бы они давали большой вклад в статистику собственных движений, использованную для калибровки цефеид, это не могло бы остаться незамеченным.) Недавний анализ [34] тех же одиннадцати классических цефеид, которые были использованы Шепли, обнаружил, что его калибровка содержит ошибки: около 0,7 звездной величины вследствие пренебрежения межзвездным поглощением, 0,6 звездной величины из-за систематических ошибок в измерении собственного движения и 0,1—0,2 звездной величины из-за вращения Галактики, вносящего анизотропию в распределение скоростей звезд. Все эти ошибки имеют тенденцию суммироваться и приводят к знаменитой недооценке абсолютной светимости цефеид на 1,5 звездной величины, обнаруженной Бааде в 1952 г. Таким образом, было чистой слу-

чайностью то, что первоначально полученная Шепли кривая $P - L$, не будучи применимой к цефеидам населения типа I, оказалась применимой к звездам типа W Девы [35] населения типа II.

Может возникнуть вопрос: почему калибровка Шепли неоднократно подтверждалась в течение трети столетия, с 1918 по 1952 г.? Одной из простых причин является то, что межзвездное поглощение постоянно недооценивалось. Так, когда Р. Вильсон [31] пытался улучшить статистический анализ собственных движений и радиальных скоростей, используя большое число цефеид (74 в 1923 г. и 157 в 1939 г.), ему приходилось включать в рассмотрение все более и более удаленные звезды, так что повышение статистической точности компенсировалось все возрастающим влиянием поглощения. Сам Шепли [30] применил свое $P - L$ -соотношение к тому, что он считал классическими цефеидами в шаровых скоплениях ω Центавра, M3 и M5. Таким образом он имел возможность определить расстояния до этих шаровых скоплений и затем вычислить абсолютные величины короткопериодических переменных в них — звезд типа RR Лиры. Эта процедура действительно привела к правильному ответу, поскольку те звезды в шаровых скоплениях, которые Шепли принимал за классические цефеиды, были на самом деле звездами типа W Девы и калибровка Шепли $P - L$ -соотношения, ошибочная для классических цефеид, по которым она была получена, случайно оказалась правильной для звезд типа W Девы! Поэтому, когда несколько лет спустя были проведены статистические исследования собственных движений и радиальных скоростей ближайших звезд типа RR Лиры, они имели тенденцию к согласию с оценками абсолютных величин этих звезд, полученными Шепли, и это, естественно, воспринималось как подтверждение $P - L$ -соотношения для цефеид. Затем аргументы были переставлены: получив отношение светимостей звезд типа RR Лиры и «цефеид» из шаровых скоплений, Вильсон наряду с десятью звездами типа RR Лиры (в 1923 г.) и с шестидесятью семью звездами (в 1939 г.) включил в свои анализы собственных движений и радиальных скоростей соответственно 74 и 157 цефеид. Как это ни странно, звезды типа RR Лиры не внесли в отличие от цефеид больших ошибок, связанных с пренебрежением поглощением, так как, будучи звездами населения типа II, они большей частью находятся вне плоскости Галактики. Правда, вызывало беспокойство то, что классические цефеиды в отличие от звезд типа W Девы не укладывались на $P - L$ -кривую, плавно экстраполированную к звездам типа RR Лиры, а ложились на 1,4 звездной величины выше.

Следует отметить, что проведенная в 1952 г. Бааде ревизия $P - L$ -соотношения для цефеид привела к увеличению вдвое масштаба внегалактических расстояний, но не повлияла на

оценку размеров нашей Галактики, поскольку масштаб галактических расстояний был определен по расстояниям до шаровых скоплений, а они, как мы видели, отчасти случайно, были найдены правильно.

До 1952 г. казалось, что все соседние галактики заметно меньше, чем наша. После 1952 г. стало ясно, что многие галактики такие же по величине или больше, чем наша, — весьма удовлетворительный, если не успокоительный вывод.

С тех пор открытие пяти классических цефеид в рассеянных галактических скоплениях NGC6087, NGC129, M25, NGC7790 и NGC6664 вместе с четырьмя другими классическими цефеидами в «ассоциации» $h + \chi$ Персея подвело под калибровку классических цефеид более твердое основание. Расстояние до этих скоплений известно по фотометрическим измерениям их звезд главной последовательности (Крафт [36], см. также [37, 38]). Крафт, а позднее Сэндейдж и Тамман [39] использовали эти девять цефеид с известными абсолютными звездными величинами для того, чтобы фиксировать абсолютный масштаб в $P - L$ -соотношении для цефеид¹⁾. (Общий вид этого соотношения, которое, если говорить точно, связывает период, светимость и цвет, был найден, естественно, по значительно большей выборке цефеид, принадлежащих обоим Магеллановым Облакам, галактике M31 Андромеды и малой галактике NGC6822 Печи.) В настоящее время расстояние до M31, определенное по ее классическим цефеидам, получается равным 700 000 пс, что в три раза больше расстояния, принятого в 30-е годы.

Звезды типа RR Лиры и классические цефеиды можно использовать для определения расстояния до всех соседних галактик и звездных систем, входящих в ассоциацию, известную как *Местная Группа* галактик. При этом использование звезд типа RR Лиры ограничено только ближайшими объектами, такими, как Магеллановы Облака и системы Малая Медведица, Дракон и Скульптор.

Для всех больших галактик Местной Группы, таких, как M31 и M33, необходимо применять $P - L$ -соотношение для классических цефеид, калиброванное по девяти известным цефеидам из открытых скоплений и ассоциаций галактик. Яркость классических цефеид в максимуме ($M_v, \text{ макс} \approx -5,3$) достаточно для измерения расстояний порядка $4 \cdot 10^6$ пс, а этого достаточно, чтобы «добраться» до некоторых галактик, лежащих вне Местной Группы, например такой, как красивая спиральная галактика M81. Однако для измерения расстояния до ближайшего скопления галактик — скопления *Девы* цефеиды уже недостаточно ярки.

¹⁾ Пересмотр этой калибровки предложен в работах [40, 41].

Новые звезды, области II, наиболее яркие звезды, шаровые скопления и т. д. ($\leq 3 \cdot 10^7$ пс)

Следующая ступень нашей лестницы космических расстояний, возможно, самая ненадежная на сегодняшний день ¹⁾. Чтобы оценить расстояния до объектов, находящихся далеко за пределами Местной Группы, нужно найти какие-то индикаторы расстояния, которые ярче цефеид и вместе с тем имеются в галактиках Местной Группы (расстояния до этих галактик известны по цефеидам) в числе, достаточном для точной калибровки их свойств.

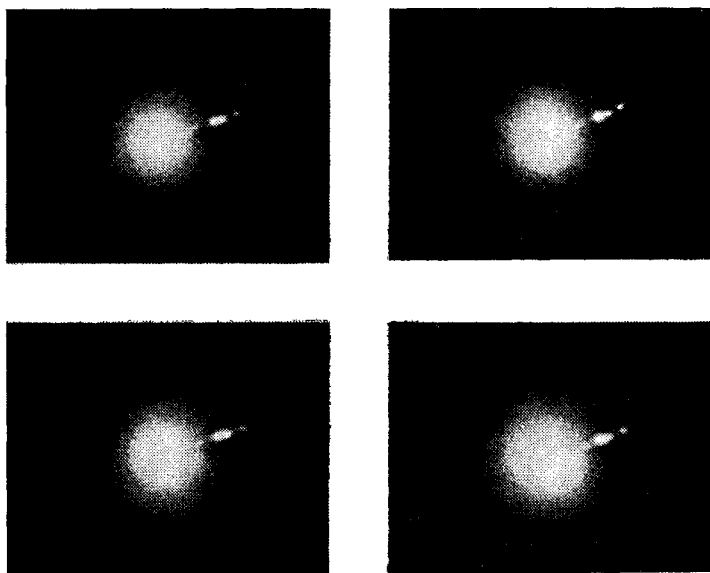
Новыми называют звезды, светимость которых возросла внезапно на четыре-шесть звездных величин. Такие случаи наблюдаются в типичных галактиках с частотой до 40 раз в год. Их использовали в качестве индикаторов расстояния с 1917 г., когда была найдена новая в спиральной туманности NGC6946. Наиболее яркие новые достигают $M_v \approx -7,5$ и, следовательно, могут быть использованы как индикаторы расстояний порядка 10^7 пс, но они имеют тенденцию появляться в ярких центральных областях галактик и поэтому их трудно разрешить.

До последнего времени первичными индикаторами расстояния, используемыми для «выхода» за пределы нашей Местной Группы, были *наиболее яркие* звезды в галактиках. Обзорение Местной Группы показывает, что звезды каждой галактики вообще имеют четко выраженный максимум абсолютной светимости около $M_v \approx -9,3$. Это обстоятельство можно использовать для определения расстояний до $3 \cdot 10^7$ пс, но на существенно больших расстояниях становится трудно различать наиболее яркие звезды и незвездные объекты, такие, как ассоциации или области излучения (и в самом деле, считается, что калибровка шкалы расстояний Хабблом [43] в 1936 г. была ошибочной отчасти из-за того, что он принял такие объекты за наиболее яркие звезды).

Некоторые незвездные объекты также могут быть использованы в качестве индикаторов расстояния. Отметим среди них *области III*, большие облака межзвездного водорода, ионизованного и светящегося из-за присутствия в них звезд классов O или B. Поскольку они имеют сотни парсек в диаметре, по их угловым диаметрам можно оценить расстояния до 10^8 пс.

Недавно Сэндейдж [44] разработал метод, использующий в качестве индикаторов расстояния *шаровые скопления*; этот метод может оказаться надежнее любого из вышеупомянутых. Для сотен шаровых скоплений в нашей Галактике типичны абсолютные величины около -8 , но с большим разбросом около этого среднего значения. Однако изучение [45] 2000 шаровых скоплений

¹⁾ Результаты измерений соответствующих этой ступени расстояний приведены в [42], гл. 12.



Фиг. 14.10. Гигантская эллиптическая галактика M87 (NGC4486) в скоплении Девы при различных направлениях поляризации.

Эти фотографии, полученные на 200-дюймовом телескопе на г. Паломар, недоэкспонированы для того, чтобы выделить ядро галактики и хорошо заметную «струю».

большой *E*-галактики (эллиптической галактики) M87 в скоплении Девы (фиг. 14.10) показывает, что кривая распределения их светимостей резко обрывается при $m_{B \text{ макс}} \approx 21,3$. По предположению Сэндейджа, абсолютную величину ярчайшего шарового скопления в M87 следует приравнять к абсолютной величине ярчайшего шарового скопления B282 в галактике M31 Андромеды, которая известна: $M_B (B282) \approx -9,83$. Таким образом, модуль расстояния M87 равен $21,3 - (-9,8) = 31,1$, откуда вытекает, что до M87 и, следовательно, до скопления Девы около $1,7 \cdot 10^7$ пс. Конечно, нельзя считать окончательно установленным, что распределение светимостей шаровых скоплений имеет резкий спад, а не плавный «хвост» при больших светимостях. Вокулер [46] рассмотрел последнюю возможность и пришел к выводу, что в этом случае до скопления Девы $2 \cdot 10^7$ пс, на 20% больше, чем вычислил Сэндейдж.

Ярчайшие галактики ($\leq 10^{10}$ пс)

Скопление Девы имеет небольшое среднее красное смещение $z = 0,0038$, соответствующее радиальной скорости 1100 км/с.

Это ненамного больше средней случайной скорости типичных галактик, и только когда мы «смотрим» дальше скопления Девы, космологическое расширение начинает доминировать в поле скоростей. Чтобы определить эти космологически интересные расстояния, необходимо использовать в качестве индикаторов расстояния целые галактики.

Скопления галактик содержат от сотен до тысяч различных галактик (в скоплении Девы их 2500); следовательно, если есть какая-либо естественная верхняя граница абсолютной светимости отдельно взятых галактик, то абсолютная светимость наиболее яркой галактики в богатом скоплении должна быть близка к этому максимуму. Из этих соображений Хаббл [43] предложил в 1936 г. использовать наиболее яркие галактики в скоплениях в качестве индикаторов расстояния (в действительности он брал *пятую* по яркости галактику, чтобы минимизировать погрешности наблюдения). Такой подход оправдал себя, когда было установлено, что использование наиболее ярких галактик в качестве индикаторов расстояния дает хорошее линейное соотношение между фотометрическим расстоянием и z для десяти скоплений с $z \ll 1$ (см. следующий параграф). Эти наиболее яркие галактики в скоплениях являются обычно эллиптическими галактиками типа *E* по классификации Хаббла (см. приложение).

Согласно Сэндиджу [44], ярчайшая в скоплении Девы *E*-галактика NGC4472 имеет абсолютную звездную величину, равную $M_B \approx -21,68$; это значение найдено с использованием расстояния до скопления Девы, определенного по шаровым скоплениям звезд. Если бы все ярчайшие *E*-галактики имели абсолютные величины $M_B \approx -21,7$, то их можно было бы использовать в качестве индикаторов расстояния до модулей расстояния $m - M$, равных 44,5, или до фотометрических расстояний около 10^{10} пс.

Возможно, однако, что функция распределения светимостей галактик в скоплениях не обрывается резко. В этом случае использование наиболее ярких галактик как индикаторов расстояния было бы осложнено *эффектом Скотт* [47]. Этот эффект назван по имени Элизабет Скотт, впервые обсуждавшей его в таком аспекте, и состоит он в следующем. По мере перехода ко все большим и большим расстояниям мы отбираем для изучения все более и более богатые скопления галактик, и если нет абсолютного верхнего предела светимости галактик, то наиболее яркие галактики в этих скоплениях будут иметь все большие абсолютные величины. Ошибочное в этом случае предположение о том, что эти удаленные галактики имеют ту же абсолютную светимость, что и NGC4472, привело бы нас к недооценке их фотометрического расстояния. Вопрос о существовании эффекта Скотт продолжает оставаться спорным [48—51]. Другие проблемы, связанные с использованием ярчайших галактик в качестве

индикаторов расстояния, обсуждаются в следующем параграфе.

Если теперь составить вместе все ступени космической лестницы, то сразу становится ясным, сколь шаткой она получилась. Ко времени написания этой книги расстояние до Гиад определено по наблюдению собственных движений и радиальных скоростей их звезд; расстояние до пяти открытых галактических скоплений и ассоциаций $h + \chi$ Персея определено путем фотометрии их звезд главной последовательности, абсолютные звездные величины которых известны по измерениям в Гиадах; расстояние до туманности М31 Андромеды определено по классическим цефеидам, $P - L$ -соотношение для которых калибровано по девяти известным цефеидам в открытых скоплениях и ассоциации $h + \chi$ Персея; расстояние до скопления Девы определено в предположении, что наиболее яркое шаровое скопление в М87 имеет такую же абсолютную светимость, как и наиболее яркое шаровое скопление В282 в М31; наконец, расстояния до более далеких скоплений галактик определены в предположении, что их наиболее яркие E -галактики имеют такую же абсолютную светимость, что и наиболее яркая галактика NGC 4472 в скоплении Девы. Обнаружение новых ошибок вполне вероятно на любой ступени, а тогда пришлось бы подправлять все последующие ступени космической лестницы.

§ 6. Зависимость красного смещения от расстояния

Рассмотрим теперь, как может быть использована корреляция красного смещения и расстояния для получения информации о космическом масштабном факторе $R(t)$. Для наших целей достаточно будет пользоваться лишь фотометрическим расстоянием; из соотношений (14.4.22), (14.4.23) видно, что изучение корреляции красного смещения и угловых диаметров или собственных движений вместо видимых светимостей не может дать какой-либо новой информации.

Допустим теперь, что астрономы могут выделить совокупность объектов с известными абсолютными светимостями L , таких, как ярчайшие E -галактики, обсуждавшиеся в конце предыдущего параграфа. Измеряя их видимые светимости, можно по формуле (14.4.13) вычислить фотометрические расстояния до них:

$$d_{\Phi} = \left(\frac{L}{4\pi I} \right)^{1/2}.$$

Допустим также, что измерены красные смещения z этих объектов и, следовательно, известна эмпирическая кривая $d_{\Phi}(z)$. Что мы узнаем отсюда относительно $R(t)$?

Теоретически наблюдаемые d_{Φ} и z связаны с неизвестными координатами источника света соотношениями (14.3.1), (14.3.6)