

где  $\mathcal{P}_c$  — давление в центре звезды. Оно найдется из условия, что на поверхности звезды  $\mathcal{P}(R) = 0$ . Это дает

$$\mathcal{P}_c = \int_0^R \rho g dr = (G/4\pi) \int_0^M m dm/r^4,$$

или

$$\mathcal{P}_c = (GM^2/8\pi) \langle 1/r^4 \rangle, \quad (100.13)$$

где угловые скобки означают надлежащим образом выполнение усреднение. Из (100.13) следует

$$\mathcal{P}_c > GM^2/8\pi R^4. \quad (100.14)$$

Для Солнца  $\mathcal{P}_c > 4,4 \cdot 10^{14}$  дин/см<sup>2</sup>  $\approx 4,4 \cdot 10^8$  атм. Если бы Солнце было однородно, то  $\mathcal{P}_c$  было бы втрое больше, т. е. около  $13,2 \cdot 10^8$  атм. В общем случае для звезды

$$\mathcal{P}_c = \gamma M^2/R^4, \quad (100.15)$$

где  $\gamma$  — безразмерный коэффициент, зависящий только от закона изменения плотности  $\rho$  вдоль радиуса звезды.

Насколько существенно возрастание плотности к центру звезды, показывает следующий пример. Вообразим, что наружная оболочка Солнца с  $r > R/2$  удалена, а масса оставшегося вещества не изменилась. Согласно современной модели Солнца оставшаяся масса равна  $0,94 M_\odot$ . Тогда нижний предел давления в центре не уменьшится, а увеличится в

$$\left( \frac{0,94M_\odot}{M_\odot} \right)^2 \left( \frac{R}{R/2} \right)^4 \approx 14 \text{ раз.}$$

По давлению  $\mathcal{P}_c$  можно было бы вычислить температуру  $T_c$  в центре звезды, пользуясь равенством  $\mathcal{P}_c = 2nckT$ , где  $n_c = \rho_c/m_p$  — число протонов в единице объема в центре звезды. Однако это вычисление требует знания плотности вещества  $\rho_c$  в центре звезды.

## § 101. Некоторые сведения из астрономии

1. Рассмотрению вопроса об эволюции звезд следует предпослать некоторые сведения из астрономии.

В астрономии *светимостью звезды*  $L$  называют полное количество энергии, излучаемое ею за единицу времени. *Звездная величина* в астрономии определяет блеск звезды (а не геометрические ее размеры). Блеск звезды зависит от ее светимости, расстояния до звезды и от спектральной чувствительности прибора, применяемого для наблюдения звезды. Числовое значение звездной величины считается тем больше, чем слабее звезда. Так, звезды 1-й величины ярче звезд 2-й величины, звезды 2-й величины ярче звезд 3-й величины и т. д.

Блеск звезды принято выражать в логарифмической шкале звездных величин. Эта шкала строится так, чтобы при увеличении звездной величины  $m$  на 5 единиц соответствующая интенсивность наблюдаемого излучения  $I$  уменьшалась в 100 раз. Таким образом, если звездная величина  $m$  увеличивается в арифметической прогрессии, то соответствующая интенсивность

наблюдаемого излучения уменьшается в геометрической прогрессии. Если в качестве знаменателя геометрической прогрессии взять число 10, то

$$I = I_0 \cdot 10^{-0,4m}, \quad (101.1)$$

где  $I_0$  — интенсивность наблюдаемого излучения звезды нулевой величины. Действительно, при  $m=5$  эта формула дает  $I/I_0 = 10^{-2} = 1/100$ , т. е. при увеличении звездной величины на 5 единиц интенсивность убывает в 100 раз, как это и требуется при построении шкалы звездных величин. Преобразуя (101.1), можем написать

$$I = I_0 \cdot (2,5119)^{-m}, \quad (101.2)$$

т. е. при увеличении звездной величины на единицу интенсивность излучения уменьшается приблизительно в 2,5 раза.

Символ  $a^m$  означает, что звездная величина рассматриваемого небесного светила равна  $a$ . Звездам высокой светимости соответствуют отрицательные значения звездной величины. Например,  $5^m$  соответствует звезде 5-й величины, символ  $-4^m$  — звезде величины  $-4$  и т. п. Символ  $-2^m,5$  означает, что звездная величина астрономического светила равна  $-2,5$ .

Самым крупным 6-метровым телескопом (СССР) на пределе возможностей можно сфотографировать небесные объекты звездной величины (порядка  $24^m$ ). Визуальному наблюдению с помощью того же телескопа доступны объекты примерно в  $10^4$  раз слабее. Впрочем, предельно доступная звездная величина сильно зависит от атмосферных условий.

Такие яркие звезды, как Альдебаран и Альтаир принадлежат к звездам 1-й величины; звездная величина Капеллы  $-0^m,2$ ; Сириуса  $-1^m,6$ ; Солнца  $-26^m,74$ . Так как различные звезды находятся на различных расстояниях от Земли, то видимые звездные величины не характеризуют их светимость. Для сравнения светимостей звезд вместо видимых вводят *абсолютные звездные величины*. Абсолютная звездная величина есть такая величина, которую получила бы звезда при наблюдении со стандартного расстояния 10 пк (1 пк =  $3,2616$  св. лет =  $3,0857 \cdot 10^{18}$  см), если бы не было поглощения света в межзвездной среде. Абсолютная звездная величина Солнца составляет  $+4^m,75$ . На таком стандартном расстоянии Солнце казалось бы совсем слабенькой звездочкой, хотя и видимой невооруженным глазом. Сириус казался бы в 14 раз слабее, чем сейчас, и уже больше не выделялся бы на ночном небе как самая яркая звезда. Напротив, Ригель ( $\beta$  Ориона), светимость которого в 20 000 раз превосходит светимость Солнца, затмил бы на ночном небе все остальные объекты, за исключением Луны.

2. Приемник излучения обладает различной чувствительностью к различным участкам спектра. Например, красная звезда может казаться яркой для глаза, но слабой для фотопластинки.

Так называемая *визуальная звездная величина* соответствует спектральной чувствительности человеческого глаза. Она практически совпадает с *фотовизуальной звездной величиной*, определяемой фотометрированием изображения, полученного на ортохроматической пластиинке с применением желтого светофильтра. *Фотографической* или *синей* называется звездная величина, определяемая фотометрированием изображения на обычной фотопластинке или фотоэлектрическим способом с применением синего фильтра. Конечно, технология при изготовлении фотопластинок и светофильтров должна быть точно указана и строго выдержана. Разность между фотографической и визуальной звездными величинами называется *показателем цвета*.

Изложенный метод определения показателя цвета звезд и классификация звездных спектров, приводимая ниже, были разработаны в Гарвардской астрономической обсерватории (США). Позднее в эти методы в других обсерваториях мира были введены существенные усовершенствования, но для наших целей нет необходимости их рассматривать.

Температура, химический состав, степень ионизации атомов и прочие параметры паружных слоев звездных атмосфер, от которых доходит до нас световое излучение, проявляются в особенностях спектров звезд. В Гарвардской обсерватории эмпирически спектры звезд были подразделены на семь классов, которые обозначаются буквами О, В, А, F, G, K, М. Для указания более детальных подробностей, выявляемых фотопластинкой, эти спектральные классы подразделяются на подклассы, спектры которых являются промежуточными между спектрами соседних классов. Спектральные подклассы отмечаются номерами от 0 до 9, прибавляемыми к букве, обозначающей класс.

Спектры поглощения звездных атмосфер, типичные для семи указанных классов, приведены на рис. 173 (*a* —  $\lambda$  Цефея, О6; *b* —  $\tau$  Скорпиона, В0; *c* —  $\alpha$  Северной Короны, А0; *g* —  $\delta$  Орла, F0; *d* — Солнце, G2; *e* —  $\varepsilon$  Лебедя, K0; *ж* —  $\alpha$  Геркулеса A, M5). Даем для примера очень краткую характеристику некоторых спектральных классов.

*Класс О.* Температура  $T \approx 50\,000$  К. Наблюдаются линии высокийонизованных атомов: Не II, Si IV, N III и т. п. (Римские цифры I, II, III, ... относятся соответственно к нейтральному атому, к однократно ионизованному атому, к двукратно ионизованному и т. д.) Линии водорода слабы, иногда наблюдаются слабые эмиссионные линии Не II и N III.

*Класс В0.*  $T \approx 25\,000$  К. Линии Не II отсутствуют; линии Mg II сильны (максимум у звезд B2); присутствуют линии Si III и O II; линии H сильнее, чем в классе О.

*Класс А0.*  $T \approx 11\,000$  К. Линии водорода H достигают максимума; линии Не I отсутствуют; линии Mg II и Si II сильны; линии Fe II, Cr II и другие слабы.

*Класс F0.*  $T \approx 7600$  К. Линии Н значительно слабее, чем в классе A0; линии Ca II сильны; линии Fe II, Cr II и другие примерно той же интенсивности, что и линии Fe I, Cr I и пр.

*Класс G0.*  $T \approx 6000$  К. Яркость линий Ca II достигает максимума; атомный спектр очень богат благодаря многочисленным линиям Fe I и других нейтральных элементов; присутствуют молекулярные полосы CH.

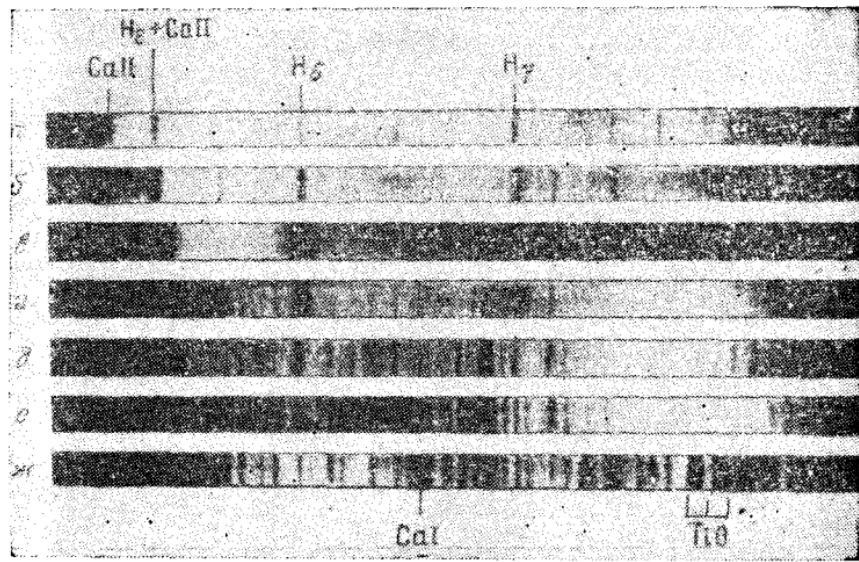


Рис. 173

*Класс K0.*  $T \approx 5100$  К. Линии Н относительно слабы; очень сильны линии нейтральных металлов; усиливаются молекулярные полосы.

*Класс M0.*  $T \approx 3600$  К. Очень сильны линии нейтральных металлов; полосы TiO присутствуют, но довольно слабые.

Приведенная спектральная классификация используется для расположения звезд по цвету. Сначала идут горячие (голубые) звезды, а в конце располагаются значительно более холодные красные звезды класса М. Например, яркие голубые звезды в созвездии Ориона относятся к классу В. Сириус — беловатая звезда класса A0. Солнце (желтая звезда) принадлежит к спектральному классу G2, Капелла — желтая звезда класса G0, Арктур — яркая оранжевая звезда класса K0, Бетельгейзе и Антарес — красные звезды класса М.

3. На большом статистическом материале датский астроном Герцшprung и американский астроном Рессел независимо друг от друга в начале нашего столетия эмпирически установили более или менее четко выраженную связь между спектральным

классом (или показателем цвета) звезды и ее абсолютной величиной (или светимостью). Эта связь представляется графически на так называемой *диаграмме Герцшпрунга — Рессела* (рис. 174). Каждой точке на горизонтальной оси этой диаграммы соответствует определенный спектральный класс (или показатель цвета). По существу, на горизонтальной оси отложена какая-то величина, характеризующая поверхностную температуру звезды. На

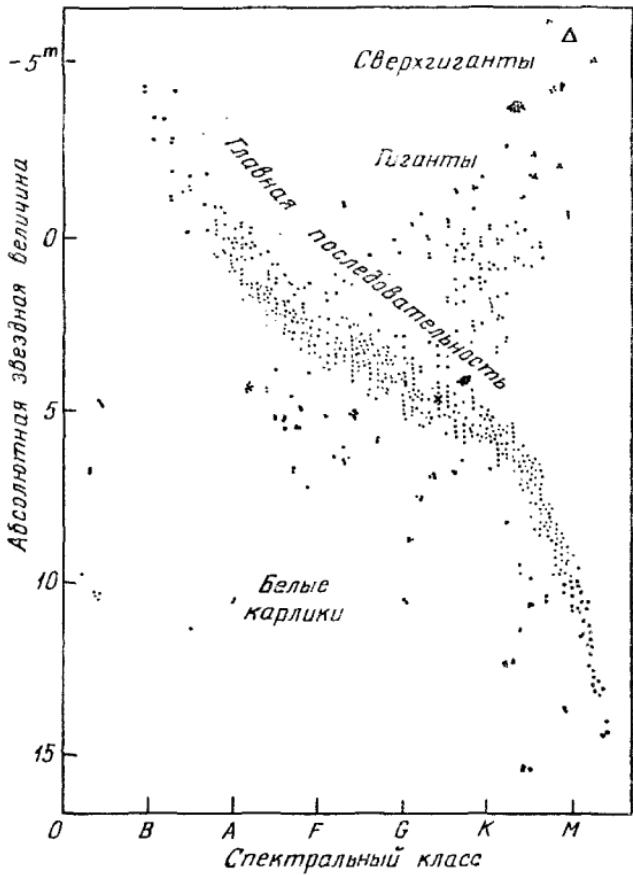


Рис. 174

вертикальной оси отложены соответствующие абсолютные величины (или светимости) звезд. Звезда изображается точкой в плоскости диаграммы Герцшпрунга — Рессела.

Большинство звезд располагаются в полосе, идущей из верхнего левого угла в нижний правый угол диаграммы Герцшпрунга — Рессела. Эта полоса называется *главной последовательностью*, а соответствующие ей звезды — *звездами главной последовательности*. В верхней части главной последовательности располагаются наиболее массивные и горячие голубые звезды большой светимости, принадлежащие классам О и В, внизу — на-

именее массивные (*красные карлики*). Солнце (желтая звезда) — средняя звезда, расположенная где-то в центральной части главной последовательности. На диаграмме положение Солнца отмечено крестиком.

Справа вверху от главной последовательности расположены *красные гиганты* и *красные сверхгиганты*. Гиганты с поверхностной температурой порядка 4000 К примерно на 10 звездных величин ярче звезд главной последовательности с той же поверхностной температурой. Над гигантами располагаются очень редкие звезды, называемые сверхгигантами. Примером сверхгиганта может служить Бетельгейзе ( $\alpha$  Ориона) — переменная звезда класса M2 — M3. Ее видимая визуальная величина меняется от  $+0^m,4$  до  $-1^m,3$ , а абсолютная звездная величина составляет около  $-3^m$ . Она примерно на 16 звездных величин ярче, а ее радиус примерно в 1000 раз больше звезды класса M3 главной последовательности. Но своему радиусу сверхгигант может быть даже в 10 раз больше гиганта и иметь в 100 раз большую светимость.

Слева внизу от главной последовательности располагаются *белые карлики* — слабые голубые или желтые звезды, которые лежат на диаграмме Герцшпрунга — Рессела на 9—10 звездных величин ниже главной последовательности. По массе белые карлики сравнимы с Солнцем, а по размерам — с Землей. Следовательно, плотность белых карликов чрезвычайно велика — порядка  $10^5$ — $10^6$  г/см<sup>3</sup>. Соответственно очень велико и ускорение свободного падения на поверхности этих звезд, а толщина атмосферы составляет всего несколько десятков сантиметров.

Для полноты укажем еще, что между гигантами и главной последовательностью параллельно ей идет полоса звезд с промежуточными параметрами, называемых *субгигантами*. Аналогично, ниже главной последовательности также параллельно ей располагаются *субкарлики* — звезды с промежуточными свойствами между белыми карликами и звездами главной последовательности.

Массы звезд заключены в пределах от 0,03 до  $60 M_{\odot}$ . Светимость стационарных звезд лежит в интервале от  $10^{-4}$  до  $10^5 L_{\odot}$ , а радиусы — от 10 км (нейтронные звезды) до  $10^3 R_{\odot}$  (сверхгиганты).

## § 102. Краткие сведения об эволюции звезд

1. По двум причинам вопрос об эволюции звезд будет затронут весьма кратко и схематично. Во-первых, он относится к астрономии и астрофизике. Во-вторых, теория эволюции звезд весьма сложна и очень далека от завершения. Многие вопросы этой теории совсем неясны или ясны недостаточно. Достаточно подробное и доступное изложение вопросов эволюции звезд можно найти, например, в книге И. С. Шкловского «Звезды, их рождение, жизнь и смерть» (М.: Наука, 1984).