

Некоторые сведения из астрономии

А.1. ПАРСЕКИ И ЗВЕЗДНЫЕ ВЕЛИЧИНЫ¹⁾

В качестве стандартной астрономической единицы длины выбран *парсек*. Это такое расстояние, с которого отрезок длиной в одну астрономическую единицу (среднее расстояние между Землей и Солнцем) виден под углом, равным одной секунде дуги. Переводные множители таковы:

$$1 \text{ пс} = 3,086 \cdot 10^{18} \text{ см} = 3,26 \text{ световых лет.} \quad (\text{A.1})$$

Во внегалактической астрономии в качестве единицы более удобен мегапарсек:

$$1 \text{ Мпс} = 3,086 \cdot 10^{24} \text{ см.} \quad (\text{A.2})$$

Наблюдаемый блеск звезды или галактики на небе выражается в логарифмическом масштабе. Пусть f_1 — падающий поток энергии от объекта [выраженный в эрг/(см² · с)] в некоторой выбранной полосе длин волн, а f_2 — поток энергии от второго объекта в той же полосе длин волн. Тогда *видимые* звездные величины двух объектов связаны соотношением

$$m_2 - m_1 = 2,5 \lg \left(\frac{f_1}{f_2} \right), \quad (\text{A.3})$$

(подчеркнем, что логарифмы десятичные). Следует отметить, что чем слабее объект, тем выше его видимая звездная величина. В величину падающего потока f вносятся поправки на поглощение и рассеяние в Галактике. Во всех случаях, когда мы используем значение m , подразумевается, что эти поправки внесены.

Абсолютная звездная величина M объекта — это мера его истинной светимости, т.е. энергии, излучаемой в выбранной полосе длин волн, в таком же логарифмическом масштабе, какой использован в соотношении (A.3). Нормировка M такова, что если поместить объект на стандартном расстоянии 10 пс от нас, то его видимая звездная величина сравняется с абсолютной звездной величиной M . Если истинное расстояние до звезды равно D , то по закону обратных квадратов падающий поток окажется меньше, чем при опорном расстоянии, в $(D/10 \text{ пс})^2$ раз. Поэтому видимая звездная величина объекта, находящегося на расстоянии D , согласно уравнению

¹⁾ Содержание разд. А.1 близко следует работе [452].

А.3, удовлетворяет соотношению

$$m - M = 5 \lg \left(\frac{D}{10 \text{ пс}} \right). \quad (\text{A.4})$$

Величина $m - M$ называется *модулем расстояния*.

Хотя детально измерить спектры слабых звезд затруднительно, широкополосная фотометрия, при которой используется небольшое число фильтров разного цвета, дает достаточную информацию для приближенного определения температуры звездной поверхности. Синяя и визуальная (желтая) видимые величины звезды обозначаются буквами B и V соответственно, а их разность $B - V$ определяет показатель *цвета* звезды. Центр синей полосы B приходится на 4400 \AA , а визуальной V — на 5500 \AA . Существует однозначное соответствие между показателем цвета звезды и положением максимума в спектре непрерывного излучения, позволяющее определить *цветовую температуру*. Цветовая температура — это температура черного тела, имеющего такое же распределение относительной интенсивности, или цвет, что и данная звезда. Поскольку излучение звезд отличается от излучения черного тела, цветовая температура меняется с длиной волны.

Если бы приемник излучения мог воспринимать весь излучаемый звездой спектр, то его измеренная абсолютная звездная величина оказалась бы абсолютной *боллометрической* звездной величиной M_b . Таким образом, абсолютная визуальная звездная величина преобразуется в абсолютную боллометрическую звездную величину, если внести поправки на величину излучаемой энергии, не попадающей в ту часть спектра, которая воспринимается регистрирующим прибором. Если *боллометрическую поправку* обозначить BC (это отрицательная величина), а абсолютную визуальную звездную величину M_V , то абсолютная боллометрическая звездная величина равна по определению

$$M_b = M_V + BC. \quad (\text{A.5})$$

Удобная начальная точка отсчета связана с абсолютной звездной величиной Солнца: $M_V = 4,79$. Поэтому светимость объекта, имеющего абсолютную звездную величину M_V в визуальной полосе длин волн, равна

$$L(M_V) = 10^{0,4(4,79 - M_V)} L_{\odot}, \quad (\text{A.6})$$

где

$$L_{\odot} = 3,90 \pm 0,04 \times 10^{33} \text{ эрг/с.} \quad (\text{A.7})$$

Поскольку боллометрическая поправка для Солнца равна $BC = -0,07$, можно записать следующее выражение для полной светимости объекта:

$$L = 10^{0,4(4,72 - M_b)} L_{\odot}. \quad (\text{A.8})$$

Заметим, что наиболее яркие звезды имеют наименьшие звездные величины.

А.2. ЗВЕЗДНЫЕ КЛАССЫ И ДИАГРАММА ГЕРЦШПРУНГА—РЕССЕЛА

Ниже приводится элементарное обсуждение диаграммы Герцшпрунга—Рессела — важного инструмента для классификации звезд и определения их возраста. Более детальное обсуждение строения и эволюции звезд можно найти во многих руководствах (например, [135]).

Одним из первых результатов применения цветовой фотометрии было обнаружение корреляции между показателями цвета звезд и интенсивностями конкретных линий поглощения в их спектрах. Такие наблюдения привели к классификации звезд по спектральным классам. В дополнение к другим отличительным признакам каждый спектральный класс соответствует определенному диапазону поверхностных цветовых температур. Основные спектральные классы и соответствующие им диапазоны температуры показаны в табл. А.1. Солнце — это звезда класса G.

ГЛАВНАЯ ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТЬ

Таблица А.1

Спектральный класс	Абсолютная визуальная звездная величина M_v	Показатель цвета $B - V$	Болометрическая поправка ВС	Эффективная температура T_e, K	Цветовая температура T_c, K	Абсолютная болометрическая звездная величина M_b	Логарифм светимости $\lg(L/L_\odot)$
O5	-6,0	-0,45	-4,6	35,000	70,000	-10,6	6,13
B0	-3,7	-0,31	-3,0	21,000	38,000	-6,7	4,56
B5	-0,9	-0,17	-1,6	13,500	23,000	-2,5	2,88
A0	0,7	0,00	-0,68	9,700	15,400	0,0	1,88
A5	2,0	0,16	-0,30	8,100	11,100	1,7	1,20
F0	2,8	0,30	-0,10	7,200	9,000	2,7	0,80
F5	3,8	0,45	-0,00	6,500	7,600	3,8	0,37
G0	4,6	0,57	-0,03	6,000	6,700	4,6	0,05
G5	5,2	0,70	-0,10	5,400	6,000	5,1	-0,15
K0	6,0	0,84	-0,20	4,700	5,400	5,8	-0,43
K5	7,4	1,11	-0,58	4,000	4,500	6,8	-0,83
M0	8,9	1,39	-1,20	3,300	3,800	7,6	-1,15
M5	12,0	1,61	-2,1	2,600	3,000	9,8	-2,03

Белые карлики имеют цвета, которые соответствуют классам от O до M. По характеру спектров карлики можно разбить на две последовательности, каждая из которых перекрывает весь диапазон цветов. Карлики последовательности DA отличаются водородными линиями в спектрах; к другой последовательности относятся карлики прочих классов (обычно с атмосферой, обогащенной гелием). Основные спектральные классы (в соответствии с определением Гринштейна [242]) приведены в табл. А.2. Буква D означает «вырожденный» (degenerate). В настоящее время, помимо DA, F, известно много других гибридных спектров, и скоро, по-видимому потребуются новая схема классификации.

Таблица А.2

СПЕКТРАЛЬНАЯ КЛАССИФИКАЦИЯ БЕЛЫХ КАРЛИКОВ

Название класса	Спектральные особенности
DA	Присутствуют линии H, нет линий He
DB	Сильные линии He I, нет линий H
DO	Сильные линии He II, есть линии He I и/или H
DF	Присутствуют линии Ca II, нет линий H
DG	Присутствуют линии Ca II и Fe I, нет линий H
DA, F	Присутствуют линии H, слабые линии Ca II, нет He
DC	Непрерывный спектр

В начале нашего столетия датский астроном Э. Герцшпрунг и несколько позднее американский астроном Г. Рессел сделали замечательное открытие, что реальные звезды распределяются только по некоторым областям диаграммы цвет—светимость. Это открытие иллюстрируется на рис. А.1.

Любая диаграмма, где сопоставляется величина, относящаяся к светимости (например, светимость, болометрическая звездная величина, визуальная звездная величина и т.д.), с величиной, имеющей отношение к цвету (например, показатель цвета, цветовая температура, спектральный класс и т.д.), называется диаграммой Герцшпрунга—Рессела, или просто диаграммой Г—Р.

Если отложить на диаграмме Г—Р большое число наблюдаемых звезд всех классов, то обнаруживается, что более 80% звезд попадает в узкую диагональную полосу, называемую главной последовательностью. Следующий крупный класс звезд — белые карлики — включает около 10% всех звезд. Основное значение диаграммы Г—Р в том, что она содержит данные об эволюционной последовательности звезд. Из теоретических расчетов звездной эволюции найдено, что в процессе своей эволюции звезды перемещаются по диаграмме Г—Р и проводят большую часть времени в наиболее населенных областях диаграммы. Эволюционный трек отдельной звезды на диаграмме Г—Р определяется ее начальным химическим составом и начальной массой. Таким образом, сравнение расчетов эволюции с наблюдаемым положением на диаграмме Г—Р дает информацию о начальных параметрах звезд, продолжительности каждой стадии их эволюции и о возрасте.

Из теоретических расчетов вытекает следующая упрощенная интерпретация диаграммы Г—Р: к звездам *главной последовательности* относятся звезды, в недрах которых происходит превращение водорода в гелий; этот

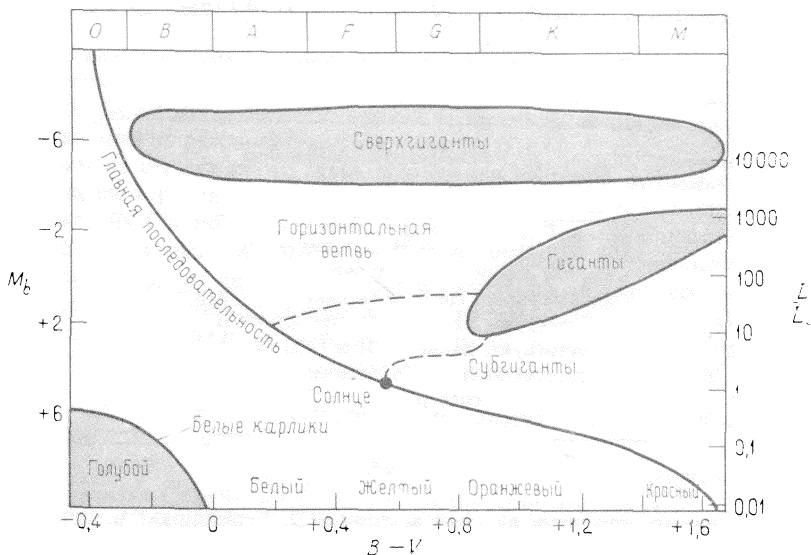


Рис. А.1. Схематическое представление плотно населенных областей на диаграмме Герцшпрунга — Рессела. Значительная часть всех звезд располагается вблизи главной последовательности. Следующие наиболее населенные области заняты белыми карликами и гигантами. Ветвь субгигантов и горизонтальная ветвь хорошо заметны в таких звездных системах, имеющих большое число гигантов, как шаровые скопления [135].

процесс составляет основу первой, самой продолжительной стадии активной жизни звезды. Главная последовательность не представляет собой эволюционную кривую. Напротив, положение вновь рожденной звезды на главной последовательности определяется ее массой и химическим составом. При заданном химическом составе более массивные звезды имеют более высокие температуры и светимости. Время жизни звезды на главной последовательности является круто падающей функцией начальной массы M , что отражает резко возрастающую зависимость светимости от массы. Время пребывания звезды на главной последовательности приближенно определяется уравнением (1.3.9). Например, звезды с массой порядка массы Солнца остаются на главной последовательности ~ 10 млрд. лет, а более массивные звезды — всего несколько миллионов лет.

В типичных случаях 70—80% массы звезды в начальной стадии эволюции составляет водород, 20—30% — гелий и 0,1—3% — более тяжелые элементы. Когда в центральной области активного ядерного горения исчерпано 10—20% водорода, выделение ядерной энергии в центре звезды прекращается, но оно продолжается в тонком слое, который постепенно смещается наружу к поверхности звезды. В результате ядро звезды, уже не

поддерживаемое давлением, несколько сжимается под действием собственной гравитации и разогревается. Высвободившаяся гравитационная энергия вызывает расширение внешних слоев звезды и поддерживает ее светимость. Во время этой стадии эволюции звезда уходит с главной последовательности и следует по *ветви субгигантов* диаграммы Г—Р вверх и направо в *область красных гигантов* (см. рис. А.1). В течение этого эволюционного периода звезда сильно краснеет в связи с тем, что площадь ее поверхности увеличивается (радиус может вырасти почти в тысячу раз).

В течение относительно быстрого перехода звезды с массой $M \leq M_{\odot}$ к ветви гигантов ее центральная область становится достаточно плотной для того, чтобы электроны оказались вырожденными (типичные значения плотности и температуры ядер составляют $10^4 - 10^5$ г/см³ и 30—70 млн. К соответственно). Когда масса вырожденного ядра достигнет примерно $0,5 M_{\odot}$, температура ядра становится достаточно высокой для того, чтобы начался 3α -процесс, в ходе которого гелий быстро превращается в углерод («гелиевая вспышка»). Выделившаяся энергия повышает вырождение электронов, центральная область расширяется, а оболочка сжимается, и звезда достаточно резко (например, за $\sim 10^5$ лет для звезды с $M = 0,65 M_{\odot}$) перемещается на *горизонтальную ветвь* диаграммы Г—Р. Эту ветвь нельзя считать чисто эволюционной кривой. Положение звезды на горизонтальной ветви опять определяется массой гелиевого ядра и водородной оболочки, а также химическим составом звезды-предшественника, когда та находилась в верхней части области красных гигантов. Возможно, ситуация усложняется до сих пор плохо исследованными процессами потери массы, которую испытывает звезда, находясь на ветви гигантов. Массивная звезда с $M \geq M_{\odot}$ не становится вырожденной на ветви субгигантов и сжигает свой гелий постепенно без взрыва.

Последующая эволюция звезд на горизонтальной ветви понята еще недостаточно. Звезда в процессе эволюции может несколько раз возвращаться в область красных гигантов, где может начинаться сгорание других видов ядерного топлива. В конечном итоге ядерное топливо звезды исчерпывается и она со временем прекращает излучать. Если звезда обладает достаточной массой, она может взорваться как сверхновая и/или сколлапсировать с образованием черной дыры. Сравнительно малые звездные остатки могут сжиматься, образуя либо белый карлик ($M \leq 1,4 M_{\odot}$, радиус $\sim 10^9$ см), удерживаемый от коллапса давлением вырожденных электронов и показанный в левом нижнем углу диаграммы Г—Р, либо нейтронную звезду ($M \leq 3 M_{\odot}$, радиус $\sim 10^6$ см), которая удерживается в равновесии давлением вырожденных нейтронов и ядерными силами отталкивания.