

Теперь рассмотрим *зависимость масса–радиус* для звезд главной последовательности. Воспользуемся полученным соотношением (5.36). Учтем, что светимость звезды связана с генерацией энергии в термоядерных реакциях, то есть

$$L \sim \varepsilon M \sim \rho T^{Z_e} M,$$

где  $Z_e \equiv d(\log \varepsilon)/d(\log T)$  – число Зельдовича (показатель степенной зависимости энерговыделения на единицу массы от температуры),  $Z_e \sim 4-8$  для протон–протонного цикла и  $\sim 15$  для CNO-цикла. Приравнявая это выражение к светимости по (5.36) и подставляя  $\rho \sim M/R^3$  в вириальное соотношение  $T_c \sim M/R$ , получаем

$$R \sim M^{\alpha_R},$$

где  $\alpha_R = (Z_e - 1)/(Z_e + 3)$ . Чем больше масса звезды на главной последовательности, тем больше ее радиус и светимость и выше эффективная температура. Именно по этой причине более массивные звезды ранних спектральных классов (O, B, A, F) лежат левее и выше Солнца на диаграмме Герцшпрунга–Рессела (цвет–светимость), так как цвет (спектральный класс) звезды определяется ее эффективной температурой.

## 5.8. Атмосферы звезд

Основной физический параметр стационарной звезды данного возраста – ее масса. Она определяет светимость, время жизни, радиус, эффективную температуру. Следующий по важности параметр – химический состав, определяющий молекулярный вес и влияющий на непрозрачность, а через нее – и на остальные параметры.

Анализируя излучение звезд, мы получаем непосредственную информацию только об их атмосферах. Атмосферой звезды называют фотосферу, которая определяет видимый радиус звезды, и области, лежащие выше нее, то есть к атмосфере относятся области с оптической толщиной  $\tau \lesssim 1$  в непрерывном спектре. Температура, плотность, скорость газа и химический состав атмосферы оцениваются по спектру.

Эффективная шкала высот (т. е. высота однородной атмосферы)  $h = kT/mg = kTR^2/mGM \ll R$ , но поскольку атмосферы не изотермичны,  $h$  имеет локальный смысл. Самый тонкий слой атмосферы – фотосфера, а наиболее протяженный – корона (однако для нее приведенное выше неравенство не выполняется).

**Фотосферой** называют слой, соответствующий  $\tau \approx 1$  в непрерывном оптическом спектре. Сильные линии поглощения образуются выше фотосферы, в области с меньшей эффективной температурой, и их наблюдения используются для исследования более высокого слоя — **хромосферы**. Хромосфера характеризуется положительным градиентом температуры по радиусу  $dT/dR > 0$  и сильной пространственной неоднородностью, связанной с наличием газовых струй. В местах пересоединения силовых линий (петель) магнитного поля с разной направленностью на короткое время возникают области, где происходит мощное выделение энергии, приводящее к ускорению заряженных частиц. Тепловое и нетепловое излучение этих частиц наблюдается в различных диапазонах спектра как вспышки (явление хромосферной активности Солнца и других звезд).

Наконец, внешний слой атмосферы — **корона**, в ней температура растет до очень высоких значений ( $\approx 10^6$  K). Корона излучает преимущественно в жестком УФ и рентгеновском диапазонах (только в случае Солнца ее можно наблюдать и в оптике) и присутствует в звездах всех спектральных классов — как горячих, так и холодных. Свет короны — это частично собственное излучение газа, а частично — томсоновское рассеяние света звезды на электронах.

Высокая температура внешних слоев атмосферы — следствие низкой плотности (вспомним:  $dE/dT \sim -n^2\lambda(T)$ , где  $\lambda(T)$  — растущая (для ионизованного газа) функция температуры, и для нагрева до большой температуры не требуется высокой мощности источника энергии). Роль нагревающего механизма, по-видимому, играет диссипация энергии звуковых и магнитогидродинамических волн, рождаемых в нижних слоях атмосферы звезды.

Только в фотосфере температура газа близка к эффективной температуре звезды (обычно принимается, что  $T_{eff}$  — это средняя температура фотосферы). В хромосфере и короне не выполняется условие ЛТР, температура газа там выше, чем температура излучения.

### 5.8.1. Спектральная классификация звезд

В атмосферах формируется наблюдаемый спектр звезд — как непрерывный спектр, так и спектральные линии. В зависимости от содержания в спектре линий различных элементов (ионов) и от отношения между их эквивалентными ширинами все звезды разде-

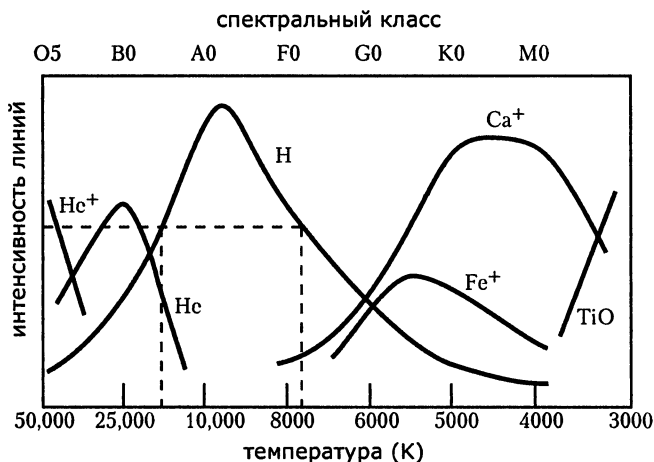


Рис. 5.4. Относительные интенсивности линий поглощения различных элементов в зависимости от эффективной температуры (спектрального класса) звезды. Одной и той же интенсивности линий поглощения водорода может соответствовать разный спектральный класс (пунктир), поэтому для выбора спектрального класса нужно учитывать линии различных элементов.

ляются на классы O–B–A–F–G–K–M–L (см. разд. 5.1 и рис. 5.4). Эффективная температура звезд, определяющая степень ионизации различных химических элементов, монотонно уменьшается от классов O–B–A («ранние» спектральные классы) до классов K–M–L («поздние» спектральные классы). Отношения между линиями различных ионов зависят от температуры, в меньшей степени — от плотности, и, конечно, от их относительного содержания. Содержание химических элементов, впрочем, для абсолютного большинства наблюдаемых звезд примерно одинаково, поэтому спектральные классы в первую очередь отражают температуру звездной фотосферы. Тем не менее, при фиксированной температуре плотность фотосферы значительно меньше у звезд большого размера (а следовательно, и более высокой светимости). Благодаря более низкой частоте столкновений электронов с ионами, степень ионизации оказывается у них также более высокой. Поэтому при одном и том же спектральном классе звезды с более разреженной атмосферой (гиганты) будут иметь температуру на несколько сотен градусов ниже, чем звезды-карлики. А при той же температуре атмосферы, что и у карлика, в спектре звезды-гиганта будут заметнее линии ионов с бо-

лее высоким потенциалом возбуждения, то есть спектральный класс гиганта будет немного более «ранний», чем карлика.

Другое важное различие спектров гигантов и карликов заключается в том, что ширины линий в спектрах гигантов всегда меньше (слабее сказывается уширение за счет столкновений атомов). Поэтому по присутствию линий и их профилю определяют как спектральный класс, так и класс светимости звезды. Последний обозначается римской цифрой. Например, обозначение K5III означает гигант класса K5. Наиболее часто встречаются звезды главной последовательности, они обозначаются римской цифрой V. Спектральный класс Солнца G2V.

### 5.8.2. Непрерывный спектр

Рассмотрим, какие процессы ответственны за формирование непрерывного спектра в звездах различных спектральных классов.

Непрерывный спектр (континуум) формируется в фотосфере. Излучаемая энергия черпается за счет энергии теплового движения атомов. Форма непрерывного спектра определяется механизмами излучения (и поглощения) в фотосфере, а они, в свою очередь, зависят от температуры вещества и излучения.

Рассмотрим механизмы поглощения света (механизмы излучения обусловлены обратными процессами). Поскольку речь идет о непрерывном спектре, все они относятся к свободно-свободным и связанно-свободным переходам.

**Горячие звезды (O, B).** Доминируют свободно-свободные переходы в ионизованной среде, а также ионизация HeII (в наиболее горячих звездах) и He I.

**Звезды класса A.** Ионизация HII (в видимой области — со 2-го и 3-го уровней!).

**Звезды класса F, G.** Ионизация отрицательных ионов водорода, ионизация металлов. Свободные электроны в основном поставляют ионизация металлов (т. н. «элементы-доноры»).

**Холодные звезды.** Ионизация отрицательных ионов водорода, диссоциация молекул. Сливающиеся молекулярные полосы.

На разных длинах волн фотосфера наблюдается на разной «глубине». По этой причине форма непрерывного спектра может сильно отличаться от планковской. Чем меньше  $\kappa$ , тем более глубокие и горячие слои соответствуют  $\tau = 1$ , тем выше интенсивность излучения. Особенно большой градиент  $\kappa(\lambda)$  — у звезд, где механизм

поглощения связан с ионизацией водорода с нижних, наиболее заселенных уровней (спектральный класс А). Поэтому непрерывный спектр имеет скачки (лаймановский, бальмеровский, пашеновский и др.), отражающие зависимость  $\kappa(\lambda)$ . Интенсивность резко падает при  $\lambda < \lambda_n$ , где  $\lambda_n$  — длина волны перехода на соответствующий уровень (см. рис. 5.5).

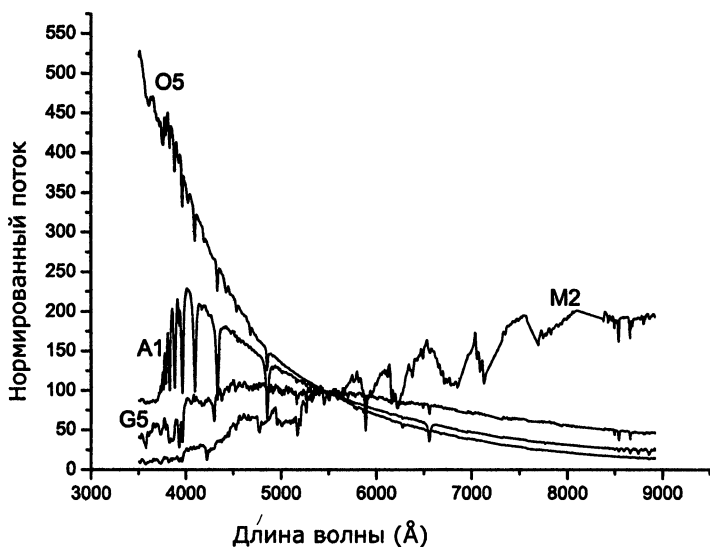


Рис. 5.5. Сравнение спектров звезд разных спектральных классов. В спектре звезд класса А в области  $\lambda < 4000 \text{ \AA}$  наблюдается наиболее сильное уменьшение потока с уменьшением  $\lambda$ , связанное с линиями бальмеровской серии водорода и бальмеровским скачком в непрерывном спектре

### 5.8.3. Образование спектральных линий

Выше в главе 2 был рассмотрен механизм образования линий поглощения в условиях ЛТР на примере простой модели, когда свет звезды с непрерывным спектром проходит сквозь более холодный полупрозрачный слой газа. Если бы этот механизм был единственным, то контрастность линий падала бы к краю солнечного диска (различие интенсивностей уменьшается из-за уменьшения градиента температуры вдоль луча зрения при приближении к краю диска), что для сильных линий не выполняется.

Вторым механизмом, также упоминавшимся в главе 2, является рассеяние света (без изменения частоты) путем поглощения и переизлучения фотонов слоями, прозрачными в непрерывном спектре и имеющими конечное  $\tau$  в линии.

Говоря об интенсивностях линий поглощения, обычно имеют в виду их эквивалентные ширины (не путать со спектральной шириной линии). Эквивалентной шириной спектральной линии  $W_\nu$  (или  $W_\lambda$ ) называют диапазон частот (длин волн), который равен ширине прямоугольника с высотой непрерывного спектра на частоте линии и с площадью, равной площади, занимаемой линией на фоне непрерывного спектра (см. рис. 5.6). Эквивалентная ширина спектральной линии является важнейшей характеристикой линии, так как она пропорциональна полному числу квантов, излучаемых или поглощаемых в линии.

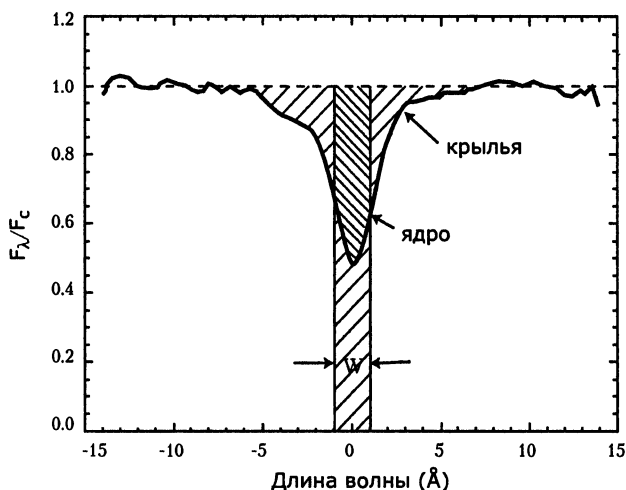


Рис. 5.6. К понятию эквивалентной ширины спектральной линии. Поток в линии нормирован на поток в континууме.

Профиль линии  $\phi(\lambda)$  зависит не только от числа атомов, ее образующих, но и от плотности и дисперсии скоростей атомов (последняя определяется температурой и массой атомов).

Ширина, или спектральная ширина линии, связанная с разбросом тепловых скоростей вдоль луча зрения, называется доплеров-

ской шириной. Полуширина линии, обусловленная движением атомов, в этом случае равна

$$\Delta\lambda_D = \frac{\lambda}{c} \sqrt{\frac{1}{3} \left( \frac{2kT}{m} + V_t^2 \right)}, \quad (5.37)$$

где  $V_t$  — турбулентная скорость газа, а коэффициент  $1/3$  отражает равномерное распределение векторов скоростей по направлениям.

Другой механизм уширения линий связан со столкновением атомов (здесь работают два физических процесса: сближение атомов, электрические поля которых немного изменяют энергетические уровни, и ударная дезактивация, уменьшающая время существования атома в возбужденном состоянии и поэтому увеличивающая неопределенность энергии атома на данном уровне). Этот механизм может сильнее менять частоту поглощения фотона атомом, чем разброс тепловых скоростей, и поэтому ответственен за появление широких крыльев у сильных линий.

Зависимость  $W(N)$  эквивалентной ширины линии  $W$  от числа атомов  $N$  на луче зрения в слое, где формируется линия, называется *кривой роста*. Ее условно можно представить состоящей из трех участков (см. рис. 5.7). Первый — для слабых линий — участок пропорциональности между  $W$  и  $N$ . С ростом  $N$  наступает область насыщения, где  $W$  почти не растет (в центре линии при этом  $\tau \gg 1$ , так что глубина линии перестает расти, достигнув значения функции источника «подсвечивающего» излучения, см. главу 2). При дальнейшем возрастании  $N$  наблюдается область медленного (логарифмического) роста. Этот последний участок связан с расширением линии из-за столкновений: в линиях формируются широкие крылья, за счет которых и происходит увеличение эквивалентной ширины. Определив форму кривой роста для линий различной интенсивности, принадлежащих различным мультиплетам химических элементов (ионов), можно оценить их плотность и относительное количество в атмосфере.

В заключение отметим, что во многих случаях линии формируются в движущейся среде (например, у звезд ранних спектральных классов и звезд Вольфа–Райе с мощным истечением плазмы в виде звездного ветра, в газовых оболочках ядер галактик и квазаров). В таких средах для расчета выходящего излучения в линиях определяющим становится учет доплеровского сдвига частоты испускаемого фотона. Эти вопросы выходят за рамки нашего общего курса и

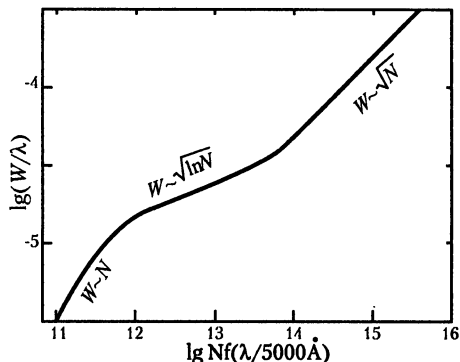


Рис. 5.7. Кривая роста для атмосферы Солнца.  $N$  — число атомов на луче зрения,  $f$  — сила осциллятора спектральной линии, определяемая как эффективное число классических осцилляторов, дающее полное сечение поглощения в линии (проинтегрированное по профилю линии):  $\int_0^\infty \sigma(\nu) d\nu = (\pi e^2 / m_e c) f$ . Сила осциллятора представляет собой квантово-механическую поправку к классической теории.

подробно рассматриваются, например, в книге В. В. Соболева «Теоретическая астрофизика».

#### 5.8.4. Эмиссионные линии в спектрах звезд

Эти линии могут рождаться только в том случае, когда свет излучается прозрачным газом. Они свидетельствуют о наличии газовой оболочки (газовых струй) в окрестности звезды. Если оболочка расширяется или сжимается, то частоты эмиссионных линий из-за доплеровского сдвига могут заметно отличаться от частот линий поглощения тех же элементов в спектре звезды. Так, в случае расширяющейся газовой оболочки вокруг звезды (истечение звездного ветра, сброс оболочки при вспышках новых звезд и т. д.), возникающие в ней линии поглощения из-за эффекта Доплера оказываются смещенными в голубую область спектра относительно эмиссионных линий оболочки (т. н. профиль типа P Cyg).

### 5.9. Солнце как ближайшая звезда

#### 5.9.1. Общие характеристики

Выше мы неоднократно иллюстрировали физические принципы строения стационарных звезд и их атмосфер на примере наше-