

Глава 8

Линейчатый спектр: общая картина

На фоне непрерывного спектра звезды видны дискретные спектральные линии, как абсорбционные, так и эмиссионные. Эти линии появляются при переходах между связанными состояниями атомов и ионов, имеющих в звездной атмосфере. Разнообразие линий, возникающих из весьма разных состояний атомов и ионов, колоссально. Это приводит к тому, что спектры звезд различных классов выглядят совсем непохожими друг на друга. Общее представление о том, сколь разнообразен вид спектров, лучше всего можно составить, внимательно рассматривая реальные звездные спектры, в частности приводимые в [5] и [465] (см. также [261], гл. 14; [330], гл. 1). При этом выясняется, что линии в звездных спектрах чрезвычайно сильно отличаются друг от друга по интенсивности и показывают разительные отличия в профилях. Внимательное исследование позволяет установить, что спектры допускают двумерную классификацию, которая отражает влияние двух главных параметров — эффективной температуры и светимости звезды. Описание деталей процедуры классификации — она была доведена до высокой степени совершенства Морганом и его сотрудниками — и всего, что из нее можно извлечь, увело бы нас слишком далеко в сторону. Поэтому следует тщательно изучить указанные выше литературные источники. Мы ограничимся утверждением, что спектральные линии содержат огромное количество информации о том, как физические параметры изменяются с глубиной в атмосфере звезды и поэтому могут служить важным диагностическим средством при изучении состояния атмосферы.

Непрозрачность в области ядра линии гораздо выше, чем в крыле. Поэтому линии дают возможность подвергнуть исследованию большой интервал глубин в атмосфере, от очень высоких слоев (которые видны в ядре линии) до самых глубоких из доступных наблюдением точек (глубина образования континуума). Кроме того, поскольку разброс частот в линии мал, линии чувствительны к эффектам, вызываемым полями скоростей. Поэтому линии служат тем средством, с помощью которого можно изучать движения в звездных атмосферах.

Очевидно также, что интенсивность некоторой данной линии должна содержать сведения о числе поглощающих фотоны атомов, которые лежат на луче зрения, и тем самым — о содержании в атмосфере химического элемента, вызывающего поглощение в линии. Поэтому при соответствующей интерпретации линейчатый спектр дает возможность произвести количественный химический анализ вещества, из которого состоят звезды. Эта информация в свою очередь служит важным составным элементом при попытках построения согласованной картины строения и эволюции звезд, Галактики и Вселенной в целом.

Ввиду этого разработка теории, позволяющей предсказывать профили линий и получать интересующую нас информацию, представляет первостепенный интерес. Множество астрономов вложили в это огромные силы, и в результате был достигнут значительный прогресс. Вторая часть этой книги будет посвящена описанию теоретических методов, имеющихся в настоящее время для рассмотрения проблемы образования линий. Чтобы дать представление об общем направлении последующего изложения, в этой главе кратко обсуждаются некоторые основные стороны проблемы и дается сводка того, какого типа сведения нужны для ее решения.

8.1. Наблюдаемые величины

Линию в спектре звезды полнее всего характеризует ее *профиль*, представляющий собой наблюдаемое распределение энергии по частотам. Для всех звезд, за исключением Солнца, может наблюдаться лишь поток от всего диска звезды. Будем измерять поток в линии F_ν в единицах потока в континууме F_c . Профиль линии описывается либо *глубиной поглощения*

$$A_\nu = 1 - F_\nu/F_c, \quad (8.1)$$

либо *остаточным потоком*

$$R_\nu = F_\nu/F_c = 1 - A_\nu. \quad (8.2)$$

В случае Солнца распределение излучения по частотам можно наблюдать для любой точки диска. Профиль линии можно в этом случае описывать с помощью интенсивности выходящего излучения $I_\nu(0, \mu)$, выраженной в единицах интенсивности соседнего континуума $I_c(0, \mu)$, полагая

$$a_\nu(\mu) = 1 - I_\nu(0, \mu)/I_c(0, \mu) \quad (8.3)$$

или

$$r_\nu(\mu) = I_\nu(0, \mu)/I_c(0, \mu) = 1 - a_\nu(\mu). \quad (8.4)$$

Информация об изменении профиля *от центра к краю* чрезвычайно ценна, так как она обеспечивает (при посредстве соотношения Эддингтона — Барбье) дополнительное разрешение по глубине, которое иначе получить нельзя, и налагает важные дополнительные ограничения на теорию. Разумеется, такая информация имеется *только* для солнечного спектра, и в этом одна из причин того, почему спектр Солнца служит идеальным полем для испытания всех предлагаемых теорий образования линий.

Из-за низкой освещенности измерить спектр звезды с разрешением, достаточным для детального определения профиля линии, часто не удается, и тогда вместо профиля, дающего подробную информацию, приходится использовать интегральную силу линии, или *эквивалентную ширину*. Для звезд, у которых измеряется *поток* от всего диска, эквивалентная ширина определяется либо в единицах частоты (Гц):

$$W_\nu = \int_0^\infty A_\nu d\nu, \quad (8.5)$$

либо чаще в шкале длин волн (\AA или $\text{M}\text{\AA}$):

$$W_\lambda = \int_0^\infty A_\nu d\lambda. \quad (8.6)$$

Для *Солнца*, где имеется возможность получать угловую зависимость, можно, кроме того, ввести

$$\text{или} \quad W_\nu(\mu) = \int_0^\infty a_\nu(\mu) d\nu \quad (8.7)$$

$$W_\lambda(\mu) = \int_0^\infty a_\nu(\mu) d\lambda. \quad (8.8)$$

Эквивалентная ширина есть, очевидно, ширина совершенно темной линии, имеющей ту же площадь под уровнем континуума, что и у изучаемой линии (отсюда и название). Понятно, что W служит *мерой полной энергии континуума, изымаемой линией* (если считать, что это линия поглощения).

В идеале стараются получить профили, а не эквивалентные ши-

рины, так как они содержат гораздо больше информации. В частности, очевидно, что существует бесконечное число радикально отличающихся друг от друга профилей (каждый из которых позволил бы сделать вполне определенные заключения о структуре атмосферы), которые будут иметь заданную эквивалентную ширину. Интерпретация, основанная на одной только эквивалентной ширине, может быть неправильной (это замечание справедливо даже и для профилей!). И все же существуют теоретические методы, основанные на совместном использовании сведений об эквивалентных ширинах многих линий (*кривая роста*), которые дают важные и практически однозначные результаты.

Реальный процесс измерения для получения наблюдательных данных требует использования тонких инструментальных методов. Мы не будем обсуждать здесь эти методы, так как это выходит за рамки этой книги. В литературе же имеются превосходные обзоры (см., например, [300], гл. 2, 4 и 13).

8.2. Физические факторы, влияющие на образование линий

Как и в случае континуума, для расчета потока в линии нужно решить уравнение переноса, так как наблюдаемое излучение зарождается в пределах широкого диапазона глубин, где физические свойства вещества могут более или менее сильно меняться. Выясним сейчас, какая информация нужна для того, чтобы можно было написать и решить уравнение переноса в спектральной линии.

Рассмотрим некоторую частоту ν и предположим, что коэффициенты поглощения и рассеяния в континууме k_ν и σ_ν и коэффициент поглощения в линии $\chi\phi_\nu$ известны в функции глубины. Тогда можно ввести шкалу оптических глубин в линии

$$\tau_\nu = \int_z^{z_{\max}} (k_\nu + \sigma_\nu + \chi\phi_\nu) dz' \quad (8.9)$$

и шкалу оптических глубин в континууме

$$\tau_c = \int_z^{z_{\max}} (k_\nu + \sigma_\nu) dz'. \quad (8.10)$$

Если, кроме того, был бы известен ход функции источников S_ν с глубиной, то можно было бы сразу же вычислить

$$F_\nu = 2 \int_0^\infty S_\nu(\tau_\nu) E_2(\tau_\nu) d\tau_\nu, \quad (8.11)$$