

4.1. Спектры звезд

Вся наша информация о физических свойствах звезд добывается из изучения их спектров. В частности, изучая интенсивность различных линий поглощения, можно получить массу, температуру и химический состав звезд. Форма линий содержит подробную информацию о процессах в атмосферах звезд.

Как известно из курса физики, нагретые твердые и жидкие тела обладают *сплошным* или *непрерывным* спектром. Так называется спектр, в котором присутствует излучение любой частоты или длины волны. Достаточно плотный нагретый газ или толстый слой разреженного газа также дают сплошной спектр.

Звездные спектры не являются сплошными – они пересечены многочисленными темными линиями (и комплексами линий – полосами), так называемыми *фраунгоферовыми линиями*. Фраунгоферовы линии называются иначе линиями поглощения.

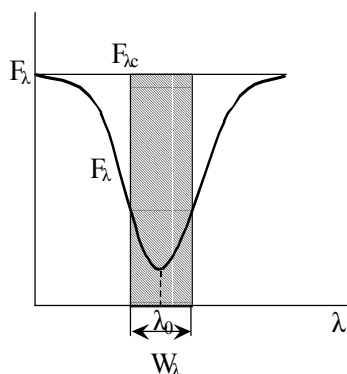
Известно также, что нагретые до свечения разреженные газы имеют спектр, состоящий из разрозненных светлых спектральных линий (или полос) на темном фоне (эмиссионные линии). Если же на оптической оси спектроскопа за нагретым газом поместить еще более горячий источник, дающий сплошной спектр, то результирующий спектр тоже будет сплошным, но все светлые линии испускания газа превратятся в темные линии, сохранив свое положение в спектре (т.е. свою длину волны). В данном случае газ *поглотил* то излучение более горячего тела, которое он может испускать, беспрепятственно пропустив остальное излучение.

Каждый химический элемент испускает (или поглощает) линии строго определенной длины волны. Этот факт стал основой спектрального анализа. Присутствие светлых или темных линий в спектре какого-либо источника света является бесспорным доказательством наличия в источнике того или иного элемента или химического соединения. Наличие в спектрах звезд фраунгоферовых линий указывает на то, что поверхностные слои звезд состоят из разреженных газов, в которых происходит поглощение света, идущего из более плотных и горячих глубинных газовых масс. Фраунгоферовы линии в спектре звезды позволяют судить не только о химическом составе атмосферы звезды, но и о физическом состоянии содержащихся в ней химических элементов. Например, наличие полос поглощения, присущих тем или иным химическим соединениям, указывает на существование атомов, связанных в молекулы. Наблюдаются также линии, принадлежащие данному элементу не в его нормальном состоянии, а в так называемом *ионизованном* состоянии, когда соответствующие атомы лишены одного или нескольких внешних электронов.

Спектры получают с использованием либо *объективной призмы*, либо *щелевого спектрографа*. В первом случае получают фотоснимок, где каждое звездное изображение разложено в спектр. На одной пластинке может быть получено до нескольких сотен спектров и использовано для спектральной клас-

сификации. Количество деталей, которые можно увидеть на спектрах, зависит от их *дисперсии* (диапазона длин волн на миллиметр на пластинке). Дисперсия объективной призмы – несколько десятков нанометров на миллиметр. На щелевом спектрографе достигается дисперсия $1 - 0.01 \text{ нм/мм}$.

Фотоснимок спектра преобразовывается в график интенсивности, показывающий плотность светового потока как функцию от длины волны. Это делается при помощи микроденситометра, измеряющего количество света, переданного записанным спектром. В современных CCD спектрографах кривая интенсивности определяется непосредственно без промежуточного использования фотопластинки. Детальная форма спектральной линии называется ее *профилем*. Истинная форма линии отражает свойства звездной атмосферы, но наблюдаемый профиль искажен также измеряющим инструментом. Однако, полное поглощение в линии, выражаемое обычно через *эквивалентную ширину*, менее чувствительно к наблюдательному эффекту. Эквивалентная ширина есть ширина полностью темной прямоугольной линии с таким же полным поглощением, как наблюдаемая линия.



Эквивалентная ширина спектральной линии зависит от того, как много атомов в атмосфере находятся в состоянии, в котором они могут поглощать рассматриваемую длину волны. Чем больше атомов имеется, тем интенсивнее и шире будет спектральная линия.

Из интенсивности спектральных линий может быть определен химический состав атмосферы. С появлением мощных компьютеров стало возможным строить подробнейшие модели строения звездных атмосфер и вычислять присущие данной модели спектры. Вычисленный спектр сравнивается с наблюдаемым, и теоретическая модель исправляется до тех пор, пока не получится хорошая подгонка. Теоретическая модель даст тогда число поглощающих атомов, и, следовательно, обилие элемента в атмосфере.

4.2. Спектральные классификации

Спектры звезд чрезвычайно разнообразны. Поэтому, естественно, возникла необходимость осуществить спектральную классификацию звезд. После первых попыток, сделанных в этом направлении во второй половине 19-го века, наиболее удачной оказалась так называемая гарвардская спектральная классификация звезд. Основным критерием для гарвардской классификации взята интенсивность атомных спектральных линий или молекулярных полос. Одновременно грубо учитывается распределение энергии в непрерывном спектре звезды (ее цвет). Гарвардская классификация возникла чисто эмпирически без теоретических соображений и, как вскоре выяснилось, оказалась классификацией по *температуре*, отражающей различия в степени ионизации вещества

звездных атмосфер, что определяется в первую очередь температурными условиями. В малой степени гарвардская классификация отражает возможные различия химического состава звезд.

Спектральные классы звезд имеют буквенные обозначения и располагаются в последовательности:

$$O - B - A - F - G - K - M,$$

вдоль которой температура убывает. Используются также дополнительные классы R, N и S, отражающие вариации химического состава у холодных звезд-гигантов с температурой около 3000K.

Спектральные классы O, B, A называют *ранними*, а классы K и M – *поздними*. Каждый спектральный класс делится еще на 10 подклассов (B0, B1, ..., B9). Можно отметить, что более 99% всех звезд относятся к спектральным классам B, A, F, G, K и M. Остальные спектральные классы очень малочисленны.

Ранние, т.е. горячие, спектральные классы характеризуются линиями ионизированных атомов, тогда как холодные, или *поздние*, спектральные типы имеют линии нейтральных атомов. Полосы поглощения молекул также появляются у поздних спектральных типов. Эти различия существенно обусловлены различиями в температуре.

Появление приемников инфракрасного излучения и обнаружение с их помощью коричневых карликов привело в конце 1990-х годов к введению новых спектральных классов L и T для тел с эффективной температурой менее 2000K. Эффективная температура T-карликов около 1500 – 1000K и даже чуть ниже. В их спектрах видны мощные полосы поглощения воды, метана и молекулярного водорода, поэтому их еще называют «метановыми карликами».

Различие физических условий, господствующих в звездных атмосферах, отражается на общем виде спектральных линий и на относительной интенсивности некоторых из них. Поэтому в классификацию спектров вводится еще один параметр – *класс светимости*. Он указывается римской цифрой (от I до VII) в зависимости от того, к какой последовательности принадлежит звезда на диаграмме «спектр – светимость». Такая классификация называется *двумерной*.

Существует также *трехмерная классификация* для спектров от O до G. Третьим параметром (кроме температуры и светимости) является в этой классификации содержание водорода.

Спектры некоторых звезд отличаются от спектров, которые ожидалось бы для них, основываясь на их температуре и светимости. Такие спектры называются *пекулярными*.

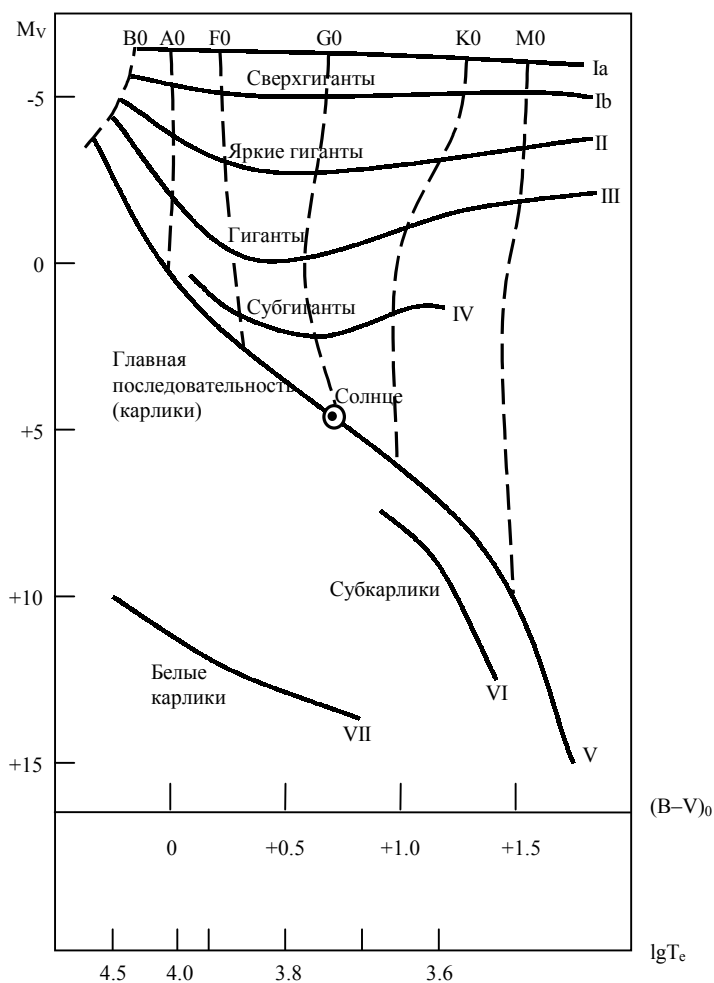
4.3. Диаграмма Герцшпрунга – Рассела

В 1910 году Э. Герцшпрунг и Г. Рассел, независимо друг от друга нашли связь между абсолютными величинами и спектральными типами звезд. Диаграмма, связывающая эти две переменные, получила название диаграммы

Герцшпрунга – Рассела (ГР-диаграмма). Эта диаграмма играет очень важную роль при изучении звездной эволюции.

С точки зрения того факта, что звездные радиусы, светимости и поверхностная температура изменяются в широких пределах, можно было бы ожидать, что звезды на HR-диаграмме распределены равномерно. В действительности же обнаруживается, что большинство звезд располагаются вдоль диагональной кривой, называемой *главной последовательностью*. Солнце находится примерно в середине главной последовательности.

ГР-диаграмма показывает также, что желтые и красные звезды (спектральные типы G – K – M) скапливаются в две отдельные группы: *карликовых звезд на главной последовательности* и *гигантов*.



В настоящее время принята система линий (полос) на ГР-диаграмме, предложенная Морганом и его сотрудниками. Совокупности звезд, располагающиеся на диаграмме около каждой из нанесенных линий, относят к определенным классам светимости, обозначаемым римскими цифрами I – VII. Главной последовательности соответствует V класс светимости. Звезды, попавшие на линии II, III и IV, называются соответственно *гигантами яркими*, *гигантами слабыми* и *субгигантами*. Ранее эти три участка не отделяли друг от друга, и всю совокупность звезд, занимающих область этих участков, называли *ветвью гигантов*. Линия Ia соответствует *сверхгигантам ярким*, а линия Ib – *сверхгигантам слабым*. Ниже главной последовательности (линия VI) тянется последователь-

ность *субкарликов*. Еще ниже расположены *белые карлики яркие* (VIIa) и *белые карлики слабые* (VIIb).

В качестве примера звезд, относящихся к различным классам светимости, можно привести следующие:

1. Одна из ярчайших звезд на небе, Арктур, относится к III-му классу и имеет радиус примерно в 30 раз больше, чем Солнце;
2. Звезда Бетельгейзе в Орионе является сверхгигантом с радиусом $\sim 400R_{\odot}$ и светимостью в 20000 раз большей, чем у Солнца;
3. Белые карлики наиболее многочисленны в пространстве, но слабы и их трудно обнаружить. Наиболее известным примером такой звезды является компаньон Сириуса – Сириус В.

4.4. Модели звездных атмосфер

Звездная атмосфера состоит из тех слоев звезды, в которых возникает падающее к наблюдателю излучение. Поэтому, для того чтобы интерпретировать звездные спектры, необходимо уметь вычислять структуру атмосферы и выходящего из нее излучения.

В реальных звездах имеется много факторов, таких как вращение и магнитные поля, которые усложняют задачу вычисления структуры атмосферы. Классическая постановка задачи нахождения структуры атмосферы состоит в вычислении распределения давления и температуры с глубиной в статической ненамагниченной атмосфере. В этом случае модель атмосферы полностью определяется химическим составом, гравитационным ускорением g на поверхности звезды, потоком энергии из недр звезды или, что эквивалентно, эффективной температурой T_e .

Основные принципы, на которых основано вычисление моделей звездных атмосфер, те же, что и для внутренних частей звезды, и будут рассмотрены позже. Существенно то, что должны быть решены два дифференциальных уравнения: уравнение гидростатического равновесия, которое устанавливает распределение давления, и уравнение переноса энергии, которое имеет различную форму в зависимости от того, осуществляется ли перенос энергии излучением или конвекцией, и которое определяет распределение температур.

Значения различных физических величин в атмосфере задаются обычно как функции оптической глубины τ . Поэтому давление, температура, плотность, ионизация и числа занятости различных энергетических уровней могут быть получены как функции τ . Когда эти величины известны, интенсивность испускаемого атмосферой излучения может быть вычислена.

На практике для некоторой области значений параметров спектры вычисляют численно. Значения T_e , g и обилия элементов для различных звезд могут тогда быть найдены сравнением интенсивностей наблюдаемых линий и других спектральных характеристик с теоретическими спектрами.

4.5. Определение фундаментальных звездных параметров

Звездная спектроскопия представляет собой важный инструмент определения фундаментальных звездных параметров, в частности массы и радиуса звезды. Однако спектральная информация нуждается в калибровке посредством прямых измерений этих величин.

Массы звезд могут быть определены непосредственно только в случае двойных звезд. Эти определения показали, что масса звезды главной последовательности тем больше, чем выше на последовательности она расположена. Т.о. получают эмпирическую зависимость «масса – светимость», которая может использоваться для оценки звездных масс на основе спектрального типа.

Самые малые из наблюдаемых звездных масс являются величинами $\sim 1/20 M_{\odot}$ и соответствуют звездам в нижней правой части ГР-диаграммы. Массы белых карликов меньше одной солнечной массы. Массы наиболее массивных звезд главной последовательности и сверхгигантов находятся между 10 и $50 M_{\odot}$.

Прямые интерферометрические измерения угловых звездных диаметров были сделаны только для нескольких дюжин звезд. Когда известны расстояния до звезд, эти измерения позволяют получить значение их радиуса. В затменных двойных звездах радиус также может быть непосредственно измерен. Всего вместе из прямых измерений известно около сотни звездных радиусов. В других случаях радиус должен оцениваться из светимости и эффективной температуры. Самыми маленькими звездами являются белые карлики с радиусами $\sim 1\%$ солнечного радиуса, тогда как самые большие сверхгиганты имеют радиусы в несколько тысяч раз большие, чем у Солнца.

Как и звездные радиусы, плотность звезд тоже меняется в широких пределах. Плотность звезд-гигантов может быть не выше $10^{-4} \frac{\kappa\mathcal{E}}{\mathcal{M}^3}$, тогда как плотность белых карликов около $10^9 \frac{\kappa\mathcal{E}}{\mathcal{M}^3}$.

Из HR-диаграммы можно непосредственно увидеть пределы изменения эффективных звездных температур (2000 – 40000K) и светимостей ($10^{-4} - 10^6 L_{\odot}$).

Вращение звезд проявляется как расширение спектральных линий. Один край звездного диска приближается к нам, другой удаляется. Тогда излучение от краев приобретает соответственно Доплеровское смещение. Наблюдаемая т.о. скорость вращения является только компонентой вдоль луча зрения. Истинная скорость находится делением на $\sin i$, где i – угол между лучом зрения и осью вращения звезды. Звезда, наблюдаемая со стороны направления полюса, вращения не обнаруживает. Предполагая оси вращения ориентированными случайным образом, можно статистически оценить распределение скоростей вращения. Наиболее горячие звезды вращаются быстрее, чем холодные. Ско-

рость вращения экваториальной области варьируется от 200 – 250 км/сек для О и В звезд до примерно 2 км/сек для спектрального типа G.

Химический состав внешних слоев определяется из интенсивности спектральных линий. Около $\frac{3}{4}$ звездной массы составляет водород. Гелий занимает примерно $\frac{1}{4}$, а наличие остальных элементов незначительно. Присутствие тяжелых элементов в молодых звездах (около 2%) намного больше, чем в старых, где они составляют менее 0.02%.