

VI ежегодная научная конференция школьников Иркутской области «Человек и космос»

Физика звёзд

Автор:	Ганусенко Наталья Алексеевна, 10 «и» класс МБОУ лицея ИГУ г. Иркутска
Научный руководитель:	Иванова Вера Александровна н.с. ИСЗФ СО РАН
Руководитель:	Астраханцева Наталья Александровна, Учитель физики МБОУ лицея ИГУ г. Иркутска

г. Иркутск, 2016 г.

Содержание:

1. Введение.....	3
2. Изучение внутреннего строения звезд.....	3
3. Масса звезд.....	4
4. Светимость.....	5
5. Температура и спектральные классы звезд.....	6
6. Размеры звезд.....	7
7. Звездная эволюция.....	7
8. Рождение звезд.....	8
9. Середина жизненного цикла звезды.....	9
10. Финальные стадии жизни звезд.....	9
11. Диаграмм Герцшпрунга-Рассела.....	11
12. Заключение.....	12
13. Практическая часть.....	13
14. Приложения.....	14
15. Список используемой литературы.....	15

Введение

Звезда – огромный газовый шар, в недрах которого происходят термоядерные реакции, этот шар излучает свет и имеет большую температуру.

Звёзды непостоянны. Одни звёзды умирают, другие рождаются. Чтобы понять эволюцию звёзд, изменение внешних параметров (размеров, светимости, массы) происходящих с течением времени, нужно анализировать процессы, происходящие в недрах звёзд.

Люди начали изучать звёзды ещё очень давно, и первые знания использовали для ориентирования на местности, создания календаря и определения времени.

Почему нам так важно изучать звёзды и физические процессы, происходящие в их недрах? Дело в том, что звезды для человечества, возможно, самые значимые космические объекты, ведь одна из этих звёзд поддерживает жизнь на Земле.

Трудно представить существование людей без Солнца, наша жизнь напрямую зависит от него. Это источник света и тепла для Земли. Также солнечные вспышки вызывают солнечный ветер, а тот, достигая Земли, взаимодействует с магнитосферой Земли, вызывая магнитные бури. А магнитные бури оказывают огромное влияние на здоровье и жизнедеятельность человека.

Таким образом, получение новой информации о звёздах является важной задачей для людей.

Физика звёзд – один из разделов астрофизики, изучающий звёзды с физической стороны. Устанавливаются зависимости между физическими параметрами звёзд, которые определяются процессами, происходящими внутри звёзд. К таким параметрам относятся масса, размеры, плотность, светимость. Помимо вышеперечисленных параметров, физика звёзд изучает также магнитное поле, срок жизни и эволюцию звёзд.

Найти изменения вдоль радиуса звезды плотности, температуры и химического состава вещества – значит получить модель внутреннего строения звезды.

Изучение внутреннего строения звёзд

Информацию о параметрах звёзд мы можем получить, исследуя электромагнитное излучение звезды. (Длины электромагнитных волн радиодиапазона заключены в пределах от 10 км до 0,001 м (1 мм)). Но вещество, находящееся в недрах звезды, сложно изучать только с помощью электромагнитного излучения. Поэтому созданы нейтринные телескопы. Нейтрино – частицы, возникающие во время термоядерных реакций и слабо взаимодействующие с веществом. Звезду могут покидать почти беспрепятственно. Открыл эту частицу швейцарский физик Вольфганг

Паули, который в 1930 году предположил, что во время бета-распада рождается частица, уносящая с собой часть энергии. Частица эта невидима, так как она не имеет электрического заряда и массы покоя, также она не способна отрывать электроны от атома или расщеплять ядра.

Но и нейтринные телескопы несовершенны, с помощью них можно изучать только Солнце.

Откуда же тогда мы берем знания о внутреннем строении других звёзд?

Для этого применяются математические уравнения, описывающие физические процессы, происходящие внутри звёзд. На результатах решения этих уравнений наши знания и формируются.

Например, формула, связующая светимость, температуру и радиус:

$$L=L_{\text{сол}}(R/R_{\text{сол}})^2 \cdot (T/T_{\text{сол}})^4,$$

где L – светимость звезды, $L_{\text{сол}}$ – светимость Солнца,

$R_{\text{сол}}$ – радиус Солнца, R – радиус звезды,

T – эффективная температура фотосферы звезды,

$T_{\text{сол}}=5778 \text{ К}$ — эффективная температура фотосферы Солнца.

Масса звезд

Масса звезды зависит от количества вещества, которое находится в звезде. Таким образом, давление, температура и другие факторы так же зависят от количества этого вещества.

Данный параметр также может сказать о возрасте и дальнейшей судьбе звезды.

Масса и светимость находятся в прямой зависимости. Для звёзд главной последовательности установлено – чем больше масса, тем выше светимость. Данная зависимость не является линейной (масса возрастет в два раза, светимость – более чем в 10). Зависимость была выведена, после анализа данных о двойных звёздах различных типов.

Точно вычислить массу звезды очень сложно, чтобы сделать это, нам необходимо наличие у неё компаньона (двойные звёзды), а также мы должны знать расстояние до этой звезды. Сначала ищем общую сумму масс, эта сумма делится пропорционально, учитывая все известные зависимости, яркость, например.

Можно оценить массу по звёздной величине, то есть, необходимо определить класс светимости. Данный метод не работает для пульсаров и белых карликов.

Силу гравитационного сжатия светила определяет масса. А эта сила – самое главное условие для того, чтобы звезда стала излучать свет. (Во время термоядерной реакции ядро загорелось).

От массы зависит и срок жизни звезды. Чем массивнее звезда, тем меньше срок её жизни. Это происходит из-за того, что внутри ядра, во время термоядерных процессов водород сгорает быстрее в звездах с большей массой.

У массы звезды также есть пределы. Когда звезда достигнет массы в 150 солнечных (3×10^{29} кг), ее гравитационное давление будет слабее излучения, и вещество звезды разнесет по космосу. Правда, набрать такую огромную массу для звезды довольно сложно.

Светимость звёзд

Светимость – мощность излучения звезды, энергия, излучаемая звездой за одну секунду. Светимость можно определить, если известна видимая величина и расстояние до звёзды. С помощью абсолютной звездной величины можно выразить истинную светимость. Светимость может измеряться в физических величинах, но чаще в единицах светимости Солнца. Абсолютная звездная величина – видимая звездная величина, которую имела бы звезда, если находилась на расстоянии 10 пк от нас.

Абсолютную звездную величину (М) можно найти по формуле:

$$M = m + 5 - 5 \lg r - A,$$

где М – абсолютная звездная величина,

m – видимая величина,

г – расстояние (в парсеках),

А – ослабление блеска звезды из-за межзвездного поглощения света.

Зная абсолютную звездную величину, мы можем найти светимость:

$$\lg L = 0,4 \cdot (M_{\text{сол}} - M),$$

где $M_{\text{сол}}$ – абсолютная звездная величина Солнца.

Например, абсолютная величина Солнца - $M = 4,72$, а светимость равна $L = 3,86 \cdot 10^{26}$ Вт. Ниже представлены светимости некоторых звёзд:

Звезда	Светимость
Сириус	22 $L_{\text{сол}}$
Канопус	4 700 $L_{\text{сол}}$
Арктур	107 $L_{\text{сол}}$
Вега	50 $L_{\text{сол}}$

Значение светимости звезды зависит от диапазона спектра, в котором звезда измеряется. Существуют оптические, инфракрасные, ультрафиолетовые и другие светимости звёзд.

Болометрическая светимость – светимость, при которой известна полная мощность излучения звезды во всех диапазонах. У Солнца она примерно $4 \cdot 10^{26}$ Вт.

Большинство абсолютных звёздных величин лежат в диапазоне от -10 до +20. Различие на 30 звездных величин – это различия в светимости в триллион раз.

Существуют звезды с одинаковой температурой и цветом, примерно одинаковыми спектрами, но разной светимостью. Это происходит из-за различного давления в их атмосферах.

Температура и спектральные классы звезд

От температуры звезды зависит ее цвет и спектр. Температура красных звезд низкая. При последовательном переходе от красных к голубоватым звездам температура растет. Голубые являются самыми горячими, температура таких звезд может составлять от 10000 до 40000 и более. Температура во многом зависит от массы звезды.

Огромные температуры – следствие постоянно продолжающейся термоядерной реакции, в результате которой водород превращается в гелий. Соответственно, чем больше водорода в звезде, тем выше ее температура.

Сравнивая Солнце по спектру, мы можем отнести эту звезду к разряду желтых звезд.

Различия в спектрах звёзд обуславливаются, по большей части, температурой и давлением, также наличием магнитных и межатомных полей и различаем в химическом составе.

Первую классификацию звёздных спектров создал Анджело Секки в 1860-1870.

Класс I — белые и голубые звезды с широкими линиями поглощения водорода в спектре, включает в себя класс A и начало класса F. (Вега и Альтаир).

Класс II — жёлтые и оранжевые звёзды со слабыми линиями водорода, включает в себя современные классы G и K, а также конец класса F. (Солнце, Арктур, Капелла)

Класс III — оранжевые и красные звёзды, в спектре которых линии образуют полосы, темнеющие в сторону синего, соответствует современному классу M. (Бетельгейзе, Антарес)

Класс IV — красные звёзды с сильными полосами и линиями углерода, углеродные звёзды.

Класс V — звёзды с эмиссионными линиями (γ Кассиопеи и β Лиры).

Размеры звезд

Размеры звезд существенно отличаются друг от друга: карлики, гиганты, звёзды среднего размера.

Методы измерения размеров звезд:

- Наблюдение. Угловой размер можно определить по наблюдениям затмения Луной звезды, а линейный размер, зная расстояние до этой звезды.
- С помощью прибора – оптического интерферометра.
- По закону Стефана – Больцмана, исходя из оценок полной светимости и температуры.

$$R = T_{\text{з}}^{-2} \left(\frac{L}{4\pi\sigma} \right)^{1/2},$$

где σ - постоянная Стефана-Больцмана.

Связь светимости звезды с радиусом:

$$\frac{R}{R_{\odot}} = \sqrt{\frac{L}{L_{\odot}} \cdot \left(\frac{6000}{T} \right)^4}$$

Размеры некоторых звезд предоставлены в приложении.

Эволюция звезд

Звездная эволюция – изменения, которые происходят со звёздами в течение сотен тысяч, миллионов и миллиардов лет.

Звезда возникает из облака межзвёздного газа, которое сжимается под действием силы тяготения и принимает шарообразную форму. При сжатии, температура возрастает за счет перехода энергии в тепло. Когда температура возрастает достаточно, в недрах звезды начинаются термоядерные реакции, сжатие прекращается. Во время первой стадии жизни звезды, в ней преобладают реакции водородного цикла. Большую часть своей жизни она проводит в этой стадии и находится на главной последовательности диаграммы Герцшпрунга — Расселла. В этой стадии звезда находится, пока ее запасы топлива не истощаются. Когда весь водород в центре звезды превратится в гелий, образуется гелиевое ядро, а термоядерное горение продолжится уже на периферии ядра.

Во время этого периода структура ядра начинает меняться. Температура поверхности снижается, светимость растёт, а внешние слои расширяются. В результате этого звезда становится красным гигантом. Красные гиганты образуют новую ветвь на диаграмме Герцшпрунга-Рассела. На этой стадии звезда проводит гораздо меньше времени, чем на главной последовательности.

Ядро начинает сжиматься, когда масса, накопленная гелиевым ядром, становится значительной, ядро просто не выдерживает собственного веса. Если масса звезды достаточно велика, температура, которая при этом возрастает, может вызвать термоядерное превращение гелия в более тяжелые элементы.

Гелий → Углерод → Кислород → Кремний → Железо

Изучить звездную эволюцию, наблюдая лишь за одной звездой невозможно из-за того, что некоторые процессы протекают слишком медленно.

Поэтому ученые следят и изучают сразу множество звезд, находящихся на разных стадиях жизненного цикла.

Рождение звезд

Учеными было выдвинуто предположение о том, что звезды формируются из разреженного межзвездного вещества. С помощью радиотелескопов и инфракрасных были найдены подходящие облака, и удалось проследить за тем, как под силой тяготения вещество в облаках сжимается, начиная превращаться в звезды. Перед началом сжатия температура равна 10-30 К, иногда 3-5К. Состоят эти объекты из молекул водорода и атомов гелия, присутствуют и другие химические элементы, но в небольших количествах. Масса межзвездных облаков достигает миллионов масс Солнца. Облака считаются довольно плотными, по земным меркам – очень разреженные. Среднее расстояние между пылинками составляет несколько метров, поэтому туманность, из которой образовалось наше светило пять млрд лет назад, была в 10 млн раз больше современного Солнца.

Облако, начав сжиматься, уже не вернется к исходному состоянию. Это происходит из-за того, что с уменьшением размеров сила тяготения растёт быстрее, чем противодействующая ей сила газового давления. Тепло покидает облако в виде инфракрасного излучения пыли, во время сжатия. При этом для излучения оно становится менее прозрачным.

Температура держится на постоянной и довольно низкой отметке до того момента, пока облако не достигнет высокой плотности. Поэтому выталкивающая сила медленно растёт.

За полмиллиона лет размер облака уменьшится примерно в тысячу раз из-за того, что скорость сжатия непрерывно возрастает. Объем при этом уменьшается в миллиард раз, а средняя плотность возрастет примерно настолько же. Быстрее всего плотность возрастает в центральной области.

Эффективность охлаждения снижается, и центральные области начинают нагреваться с большой скоростью, давление газа растет, сжатие замедляется. Через некоторое время давление становится настолько высоким, что сжатие прекращается совсем, внутри облака образуется ядро, масса которого всего несколько процентов от массы облака.

Протозвезда – сжимающееся облако, внутри которого есть равновесное ядро. Газ оболочки наталкивается на вещество ядра и тормозит до полной остановки. Кинетическая энергия переходит в тепло. Часть тепла излучается

наружу, сначала излучение состоит из инфракрасных фотонов, но потом квантов видимого света образуется всё больше.

За год на ядро падает примерно $10^{-5} M_{\text{сол}}$ газа из оболочки протозвезды. Поделив исходную массу облака на данную величину, мы получаем длительность стадии протозвезды. Она равна $10^5 (M/M_{\text{сол}})$ лет.

После того, как вся оболочка целиком выпадает на ядро, становится прозрачной, протозвезда превращается в молодую звезду.

С виду молодые звезды очень похожи на «взрослые». Но для протекания ядерных реакций температура недостаточно высокая. Молодые звезды медленно сжимаются, чтобы компенсировать потерю тепла, при этом тепло выделяется, за счёт работы силы тяготения. Одна из частей этого тепла разогревает внутренние слои звезды, а другую часть уносит излучение.

Ядерные реакции начнутся, когда температура в центре будет больше нескольких миллионов градусов. В результате ядерных реакций водород превращается в гелий.

Ядерное энерговыделение растёт, сжатие замедляется, и через какое-то время «термоядерный реактор» звезды полностью поддерживает ее светимость. После прекращения сжатия, многие параметры звезды стабилизируются на долгое время, молодая звезда становится звездой главной последовательности.

Сжатие звезды зависит от ее массы, чем больше масса, тем быстрее проходит сжатие. У звезд с массой $10M_{\text{сол}}$ это занимает около 300 тыс. лет, но есть «вечно молодые» звезды, их масса всего $0,1 M_{\text{сол}}$, возраст их сжатия превышает возраст Вселенной.

Середина жизненного цикла звезды

За огромный промежуток времени звезда истощает водородные запасы ядра. Чем больше и горячее звезда, тем быстрее это происходит. Истощение запаса водорода приводит к остановке термоядерных реакций.

В ходе этих реакций возникало давление, без которого звезда снова начинает сжиматься. Температура и давление снова растут, но величины уже гораздо больше, чем ранее. Это продолжается до тех пор, пока не начнутся термоядерные реакции с участием гелия. Данные реакции приводят к чудовищному расширению звезды, она увеличивается примерно в 100 раз, становясь довольно рыхлой. Таким образом, звезда и превращается в красного гиганта. Дальнейшая судьба звезды зависит от ее массы.

Финальные стадии жизни звезд

Звезды с малой массой

Точной информации о том, что происходит со звездой после истощения запасов водорода неизвестно. Одни звезды синтезируют гелий только в

определенных активных зонах. Это вызывает звездные ветры и нестабильность. Такие звезды не становятся планетарными туманностями, а испаряются.

Другие звезды, масса которых меньше 0.5 солнечных, не могут преобразовывать гелий после того, как в ядре прекращаются реакции с участием водорода.

Их масса слишком мала, чтобы обеспечить новую фазу. Такие звезды будут постепенно остывать, продолжая слабо излучать в микроволновом и инфракрасном диапазонах электромагнитного спектра.

Звезды среднего размера

Когда звезда среднего размера достигает фазы красного гиганта, водород в ее ядре заканчивается, а гелий начинает превращаться в углерод. Этот синтез означает новую фазу в жизни звезды и продолжается некоторое время.

Из-за изменения излучаемой энергии, звезда находится в состоянии нестабильности. Ее размеры и температура могут изменяться. Эти изменения сопровождаются потерей массы, в связи с сильными звездными ветрами и интенсивными пульсациями.

Звезды в этой фазе имеют название «звезды позднего типа». Выбрасываемый звездами газ довольно богат тяжёлыми элементами (кислород, углерод). Этот газ образует звездную оболочку.

Из-за того, что реакция сжигания гелия очень чувствительна к температуре, звезда может находиться в состоянии нестабильности. Возникают пульсации, в результате которых внешние слои достигают большого ускорения и становятся планетарной туманностью. Центром планетарной туманности является оголенное ядро, термоядерные реакции в котором больше не происходят. Остывая, эта туманность превращается в гелиевого белого карлика.

Звезда быстро перемещается по диаграмме Герцшпрунга-Рассела, вскоре после «загорания» углерода и кислорода. Атмосфера звезды растет, и звезда начинает терять газ.

Дальнейшая судьба ядра зависит от его массы. Оно может закончить как белый карлик, нейтронная звезда, черная дыра.

Большая часть звезд (такие как Солнце) заканчивают свою эволюцию как белый карлик (размер звезды уменьшается, плотность становится в миллион раз выше плотности воды). Белые карлики лишены источников воды и постепенно остывают, превращаясь в черного карлика.

Звезды более массивные, чем Солнце, становятся, фактически, одним огромным атомным ядром. Такие объекты называют нейтронной звездой.

Сверхмассивные звезды

В стадию красного сверхгиганта входят звезды с массой большей, чем пять Солнечных. Под действием сил гравитации ядро таких звезд начинает

сжиматься. Температура и плотность растут. Начинается новая последовательность термоядерных реакций, в которой синтезируются все более тяжелые элементы (гелий, углерод, кислород, кремний, железо). Со временем образуется все больше тяжелых элементов. Когда железное ядро вырастает до определенного размера, давление в нем не может противостоять весу внешних слоев звезды. Происходит коллапс ядра с нейтронизацией его вещества.

Все эти процессы приводят к взрыву сверхновой, происходящему с невероятной мощностью. Элементы тяжелее железа, находящиеся в межзвездном веществе, появляются после взрыва сверхновой, но это не единственный способ их возникновения.

Диаграмма Герцшпрунга-Рассела

В 1911 г. датский астроном Эйнар Герцшпрунг построил диаграмму, к которой ученые обращаются при изучении наблюдаемых характеристик звезд. А в 1913 г. американский астроном Генри Норрис Рассел представил ее с некоторыми изменениями.

Диаграмма Рассела представляла собой график, где по горизонтальной оси был отложен спектральный класс звезды, а по вертикальной – абсолютная звездная величина. Точки на диаграмме – звезды, расстояние до которых нам известно.

В современной диаграмме Герцшпрунга-Рассела большинство звезд располагается вдоль главной последовательности. Концентрация звезд на современной диаграмме совпадает с концентрацией звезд на диаграмме Рассела.

От левого верхнего угла, до правого нижнего угла диаграммы, мы проходим все спектральные классы от О до М, главной последовательности. Большинство звезд, включая наше Солнце, являются карликами, то есть принадлежат главной последовательности.

Правее и выше главной последовательности находятся другие области, в которых концентрация звезд повышена. Эти области называются последовательностями субгигантов, гигантов и сверхгигантов. Левее и ниже главной лежат белые карлики и субкарлики. В наше время в диаграмме используется не только «спектральный класс» и «абсолютная звездная величина». Иногда по горизонтальной оси откладывают другую величину, например, показатель цвета. На вертикальной часто указывается логарифм светимости звезды. Смысл диаграммы от этого не меняется, изменения происходят только с внешним видом.

Диаграмму Герцшпрунга-Рассела часто используют для определенных группировок звезд. Для звезд одного скопления, например. Так как все звездные скопления находятся от нашей планеты примерно на одном расстоянии, их относительная светимость соответствует их относительной видимой яркости. Поэтому для звезд одного скопления диаграмму можно строить в координатах: показатель цвета, видимая звездная величина.

Диаграмма Герцшпрунга-Рассела построена в координатах «светимость – температура». Каждая звезда занимает свое место на диаграмме. Располагаются они в зависимости от массы, возраста, химического состава и других характеристик. Если меняется светимость и температура звезды, соответственно, меняется и ее место на диаграмме. Обычно график, показывающий изменения места звезды во время ее эволюции, представляет собой непрерывную замысловатую линию. Вид эволюционного трека зависит от многих факторов, но особый интерес представляет зависимость от массы, если другие параметры одинаковы. Это напрямую относится к звездным скоплениям. Все звезды из звездного скопления родились примерно в одно и то же время, из одинакового вещества и при одинаковых условиях. Различаются они только массой. Сразу после того, как звезда сформировалась, она занимает свое место на главной последовательности, и для каждой звезды начинается ее эволюционное движение. Чем больше масса звезды, тем быстрее происходит ее эволюция, и тем быстрее она покидает главную последовательность. Именно поэтому, если звездные скопления разного возраста, то на диаграмме они имеют разный вид. Звезды одинакового возраста, но разной массы, образуют на диаграмме последовательности, названные изохронами. Форму таких звезд можно рассчитать исходя из современной теории звездной эволюции. Возраст скопления можно узнать, сопоставив изохроны с диаграммой Герцшпрунга-Рассела.

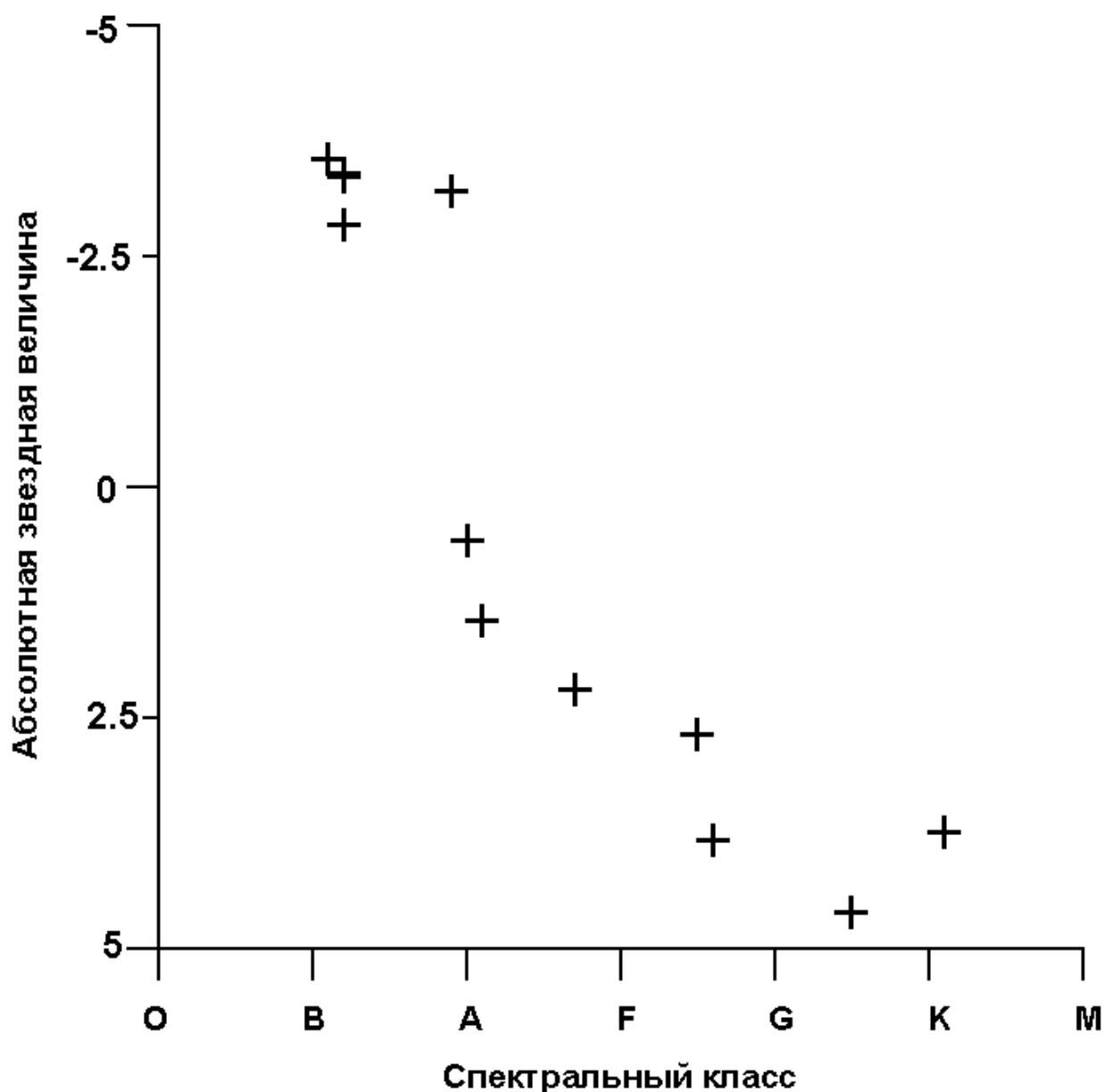
Концентрация звезд в разных областях диаграммы Герцшпрунга-Рассела сильно отличается в любой звездной системе и заметно варьируется от одной системы к другой. Но нижняя часть главной последовательности всегда густо заселена красными карликами.

Заключение

Масса звезды зависит от количества вещества, которое находится в звезде. Масса и светимость находятся в прямой зависимости. Для звезд главной последовательности установлено – чем больше масса, тем выше светимость. От температуры звезды зависит ее цвет и спектр. При последовательном переходе от красных к голубоватым звездам температура растет. Звезда возникает из облака межзвездного газа, которое сжимается под действием силы тяготения и принимает шарообразную форму. При сжатии, температура возрастает за счет перехода энергии в тепло. Когда температура возрастает достаточно, в недрах звезды начинаются термоядерные реакции, сжатие прекращается. Дальнейшая судьба звезды во многом зависит от ее массы.

Практическая часть

В практической части работы строилась диаграмма Герцшпрунга-Рассела для ряда ближайших к Солнцу звезд. Абсолютные звездные величины брались из каталога Hipparcos (<http://www.cosmos.esa.int/web/hipparcos/catalogues>). Спектральные классы определялись по книге П.Г. Куликовского «Справочник любителя астрономии». На рисунке приведена построенная на основе этих источников диаграмма Герцшпрунга-Рассела. По оси абсцисс отложены абсолютные звездные величины. По оси ординат – спектральные классы звезд. Для построения диаграммы использовались параметры следующих звезд: звезды: α Малого и Большого Пса, α и γ Лиры, α Орла, α Компаса, β Волка, δ Павлина, γ Зайца, δ Эридана, δ Центавра.



Приложение

Основная спектральная классификация звёзд

Класс	Температура, К	Цвет истинный	Цвет видимый	Масса	Радиус	Светимость	Линии водорода
O	30000 - 60000	Голубой	Голубой	60	15	1 400 000	Слабые
B	10000 - 30000	Бело-голубой	Бело-голубой, белый	18	7	20 000	Средние
A	7500 - 10000	Белый	Белый	3.1	2.1	80	Сильные
F	6000- 7500	Желто-белый	Белый	1.7	1.3	6	Средние
G	5000 - 6000	Желтый	Желтый	1.1	1.1	1.2	Слабые
K	3500 - 5000	Оранжевый	Желтовато-оранжевый	0.8	0.9	0.4	Очень слабые
M	2000 - 3500	Красный	Оранжево-красный	0.3	0.4	0.04	Очень слабые

Размеры некоторых ярких звезд

(Радиус звезды в радиусах Солнца)

Сверхгиганты

Звезда	Размер
Бетельгейзе	300
«Возничего А	251

Гиганты

Звезда	Размер
Альдебаран	60
Арктур	30
Капелла	12

Звезды главной последовательности

Звезда	Размер
Вега	2,4
Сириус А	1,8

Белые карлики

Звезда	Размер
Вольф 1346	0,02
Сириус В	0,0034

Список используемой литературы:

- <https://ru.wikipedia.org/wiki/>
- В. П. Архипова, С.И. Блинников, С.А. Ламзин. Звезды. ФИЗМАТЛИТ, 2009.
- А.Д. Чернин. Звезды и физика. Москва «наука» главная редакция физико-математической литературы, 1984
- Рандзини Д. Справочник «Космос». Астрель, 2003.
- В.Г. Сурдин. Астрономия: век XXI. Век2, 2015.