ФЕДЕРАЛЬНОЕ АГЕНСТВО ПО ОБРАЗОВАНИЮ

ГОУ ВПО «УФИМСКАЯ ГОСУДАРСТВЕНАЯ АКАДЕМИЯ ЭКОНОМИКИ И СЕРВИСА»

**Кафедра физики**

#### **КОНТРОЛЬНАЯ РАБОТА**

**По дисциплине: Концепции современного естествознания**

**Тема: Звезды и их эволюция**

Выполнила:

Студентка группы ЭЗК-12

шифр 06.04.411

Каблукова О.А Проверил:

Алтайская А. В.

##### **Уфа - 2007**

Содержание

1.Из чего состоят звезды?...................................................................................2

##### 2.Основные звездные характеристики………………………………………..7

2.1. Светимость и расстояние до звезд………………………………………..7

2.2. Спектры звезд……………………………………………………………...8

2. 3. Температура и масса звезд……………………………………………….9

3.Откуда берется тепловая энергия звезды?...................................................11

4.Эволюция звезд……………………………………………………………...12

5.Химический состав звезд…………………………………………………...17

6.Прогноз эволюции Солнца…………………………………………………22

7.Что будет с Землей, когда Солнце будет красным гигантом?...................23

1. **Из чего состоят звезды?**

Лет 20 назад межзвездную среду представляли в виде горячего газа (с температурой Т = 104 K), в котором плавают холодные облака (Т = 102 К). Эта двухкомпонентная модель позволила объяснить многие явления, но к середине 70-х годов под напором новых фактов ее пришлось уточнить: внеатмосферные ультрафиолетовые наблюдения указали на существование очень горячего газа (Т = 106 К), заполняющего большую часть объема Галактики, а наземные радионаблюдения открыли нам очень холодный молекулярный газ (Т = 10 К), собранный в массивные облака вблизи галактической плоскости.

Теперь принято представлять межзвездный газ как четырехфазную среду (таблица), хотя и такая модель не исчерпывает всего многообразия физических условий в межзвездном пространстве. Например, в этой модели не представлены расширяющиеся остатки вспышек Сверхновых (Т = 108), планетарные туманности и некоторые другие газовые образования, не находящиеся в равновесии по давлению с основными четырьмя фазами межзвездного газа. Действительно, их объем и масса в каждый момент времени не существенны по сравнению с уже имеющимся в Галактике газом. Однако именно они поддерживают баланс вещества и энергии в этом постоянно остывающем и сгущающемся в звезды газе.

таб .1 Основные фазы межзвездного газа

|  |  |  |  |
| --- | --- | --- | --- |
| Фаза | Температура, К | Плотность, см-3 | Доля объема Галактики, % |
| Горячая, HII | 300000 | 0,016 | 74 |
| Теплая, HII | 8000 | 0,25 | 23 |
| Прохладная,HI | 80 | 40 | 2 |
| Холодная,H2 | 10 | 300 | 0,8 |

Химический состав межзвездного газа примерно такой же, как у Солнца и у большинства наблюдаемых звезд: на 10 атомов водорода (Н) приходится 1 атом гелия (Не) и незначительное количество других, более тяжелых элементов; среди них больше всего кислорода (О), углерода (C) и азота (N). В зависимости от температуры и плотности газа его атомы находятся "в нейтральном или ионизованном состоянии, входят в состав молекул или твердых конгломератов - пылинок.

Вообще говоря, для каждого химического элемента существует свой диапазон условий, при которых он находится в том или ином состоянии ионизации. Но поскольку подавляющее большинство атомов принадлежит водороду, его свойства и определяют состояние межзвездного газа в целом: горячая и теплая фазы являются областями ионизованного водорода (их называют области или зоны НII), прохладная фаза содержит преимущественно нейтральные атомы водорода (облака НI), а холодная фаза состоит в основном из молекулярного водорода (Н2), который образуется, как правило, во внутренних плотных частях облаков НI.

Молекулы водорода были впервые выявлены в межзвёздной среде в 1970 г. по ультрафиолетовым линиям поглощения в спектрах горячих звезд. В том же году в межзвездном пространстве были найдены молекулы угарного газа (СО) по их радиоизлучению с длиной волны l = 2,6 мм. Эти две молекулы наиболее распространены в космосе, причем молекул Н2 в несколько тысяч раз больше, чем молекул СО.

Познакомимся с молекулой водорода, поскольку это главный строительный материал, из которого формируются звезды. Когда два атома водорода подходят близко друг к другу, их электронные оболочки резко перестраиваются: каждый из электронов начинает двигаться вокруг двух протонов, связывая их между собой наподобие электрического "клея". В космических условиях объединение атомов водорода в молекулы происходит, скорее всего, на поверхности пылинок, которые играют роль своеобразного катализатора этой реакции.

Молекула водорода обладает не очень большой прочностью: для ее разрушения (диссоциации) нужна энергия 4,5 эВ или больше. Такую энергию имеют кванты с длиной волны короче чем 275,6 нм. Подобных ультрафиолетовых квантов в Галактике много - их излучают все горячие звезды. Однако сама молекула Н2 поглощает эти кванты крайне неохотно. Обычно разрушение молекул Н2 происходит следующим образом. Квант с энергией 11,2 эВ (l = 101.6 нм) переводит один из электронов молекулы в возбужденное состояние. Обратный переход в основное состояние, как правило, сопровождается излучением такого же кванта, но иногда квант не излучается, а энергия расходуется на возбуждение колебаний молекулы, которые заканчиваются ее распадом.

Как известно, жесткие ультрафиолетовые кванты с энергией более 13,6 эВ ионизуют атомы водорода и поэтому полностью поглощаются межзвездной средой в непосредственной близости от горячих звезд. Более мягкие кванты, в том числе и с энергией 11,2 эВ, почти беспрепятственно распространяются в Галактике и разрушают молекулярный водород везде, где он для них доступен. Единственное место, где молекула Н2 может жить сравнительно долго, - это недра плотных газопылевых облаков, куда ультрафиолетовые кванты не могут пробиться сквозь плотную пылевую завесу. Но к сожалению, по этой же причине молекулярный водород становится практически недоступным для наблюдения.

Комбинация первого возбужденного электронного состояния молекулы Н2 с различными ее квантовыми переходами дает набор спектральных линий в диапазоне длин волн 99,1-113,2 нм. Когда свет горячей звезды проходит сквозь полупрозрачное облако или сквозь наружные разреженные слои гигантских плотных облаков, в его спектре образуются соответствующие линии поглощения молекулы Н2. Они-то и были зафиксированы в 70-х годах с помощью космических телескопов в спектрах полутора сотен близких звезд.

Однако сообщить нам сколько-нибудь полные сведения о распределении молекулярного водорода в Галактике ультрафиолетовое излучение не может. Ему не дробиться в недра массивных облаков, где как раз и находится главное хранилище холодного газа -непосредственного предка молодых звезд. Поэтому распределение молекул На в нашей и в других галактиках изучают пока косвенными методами: по распределению других молекул, имеющих спектральные линии, удобные для наблюдения. Самая популярная в этом отношении молекула угарного газа, она же окись углерода, т. е. СО.

Ее энергия диссоциации 11,1 эВ, поэтому она может существовать там же, где молекулярный водород. Сталкиваясь с другими атомами и молекулами, молекулы СО возбуждаются и затем излучают линии так называемых вращательных переходов. Наиболее длинноволновая из них (l = 2,6 мм) легко наблюдается во многих областях Галактики: светимость некоторых молекулярных облаков в линии СО достигает нескольких светимостей Солнца (Lc = 4·1033 эрг/с).

Радионаблюдения в линиях СО и некоторых других молекул (HCN, ОН, CN) позволяют охватить все облако в целом, все его области с разнообразными физическими условиями. Наблюдения же нескольких линий одной молекулы дают возможность определить в каждой области температуру и плотность газа. Однако переход от наблюдаемой интенсивности в линии излучения какой-либо молекулы (даже такой распространенной, как СО) к полной концентрации, а следовательно, и массе газа таит в себе значительную неопределенность. Приходится делать предположения о химическом составе облаков, о доле атомов, "погребенных" в пылинках, и т. п. Точное значение коэффициента перехода от интенсивности линии СО к количеству молекул Н2 до сих пор бурно обсуждается. Разные исследователи используют значение этого коэффициента, различающееся в 2-3 раза.

Соответственно и содержание молекулярного газа в Галактике известно с такой же, если не с худшей, точностью. Особенно сложно определить содержание молекулярного газа вдали от Солнца, например в окрестности центра Галактики. Поскольку звездообразование там происходит более интенсивно, чем у нас, на периферии Галактики, межзвездная среда там сильнее обогащена тяжелыми элементами - продуктами термоядерного синтеза. Точно пока нельзя сказать, но, если принять во внимание изменение химического состава вдоль радиуса галактического диска, содержание элементов группы CNO в ядре Галактики должно быть раза в 3 выше, чем в окрестности Солнца.

Если это действительно так, то соответственно в 3 раза ниже следует брать коэффициент перехода СО - Н2. Эти и другие неопределенности приводят к тому. что масса молекулярного газа во внутренней области Галактики (R<10 кпк) оценивается различными исследователями от 5·108 до 3·109 Мс

##### 2. Основные звездные характеристики

2.1. Светимость и расстояние до звезд

Угловые размеры звезд очень малы. Даже в самые большие телескопы нельзя увидеть звезды в виде "реальных" дисков. Подчеркиваю слово "реальных", так как благодаря чисто инструментальным эффектам, а главным образом неспокойностью атмосферы, в фокальной плоскости телескопов получается "ложное" изображение звезды в виде диска. Угловые размеры этого диска редко бывают меньше одной секунды дуги, между тем как даже для ближайших звезд они должны быть меньше одной сотой доли секунды дуги.

Итак, звезда даже в самый большой телескоп не может быть, как говорят астрономы, "разрешена". Это означает, что мы можем измерять только потоки излучения от звезд в разных спектральных участках. Мерой величины потока является звездная величина.

Светимость определяется, если известны видимая величина и расстояние до звезды. Если для определения видимой величины астрономия располагает вполне надежными методами, то расстояние до звезд определить не так просто. Для сравнительно близких звезд, удаленных на расстояние, не превышающие нескольких десятков парсек, расстояние определяется известным еще с начала прошлого столетия тригонометрическим методом, заключающимся в измерении ничтожно малых угловых смещений звезд при их наблюдении с разных точек земной орбиты, то есть в разное время года. Этот метод имеет довольно большую точность и достаточно надежен. Однако для большинства других более удаленных звезд он уже не годится: слишком малые смещения положения звезд надо измерять - меньше одной сотой доли секунды дуги! На помощь приходят другие методы, значительно менее точные, но тем не менее достаточно надежные. В ряде случаев абсолютную величину звезд можно определить и непосредственно, без измерения расстояния до них, по некоторым наблюдаемым особенностям их излучения.

2.2. Спектры звезд

Исключительно богатую информацию дает изучение спектров звезд. Уже давно спектры подавляющего большинства звезд разделены на классы. Последовательность спектральных классов обозначается буквами O, B, A, F, G, K, M. Существующая система классификации звездных спектров настолько точна, что позволяет определить спектр с точностью до одной десятой класса. Например, часть последовательности звездных спектров между классами B и А обозначается как В0, В1 . . . В9, А0 и так далее. Спектр звезд в первом приближении похож на спектр излучающего "черного" тела с некоторой температурой Т. Эти температуры плавно меняются от 40-50 тысяч градусов у звезд спектрального класса О до 3000 градусов у звезд спектрального класса М. В соответствии с этим основная часть излучения звезд спектральных классов О и В приходиться на ультрафиолетовую часть спектра, недоступную для наблюдения с поверхности земли. Однако в последние десятилетия были запущены специализированные искусственные спутники земли; на их борту были установлены телескопы, с помощью которых оказалось возможным исследовать и ультрафиолетовое излучение.

Характерной особенностью звездных спектров является еще наличие у них огромного количества линий поглощения, принадлежащих различным элементам. Тонкий анализ этих линий позволил получить особенно ценную информацию о природе наружных слоев звезд.

Хорошим индикатором температуры наружных слоев звезды является ее цвет. Горячие звезды спектральных классов О и В имеют голубой цвет; звезды, сходные с нашим Солнцем (спектральный класс которого G2), представляются желтыми, звезды же спектральных классов К и М - красные. В астрофизике имеется тщательно разработанная и вполне объективная система цветов. Она основана на сравнении наблюдаемых звездных величин, полученных через различные строго эталонированные светофильтры. Количественно цвет звезд характеризуется разностью двух величин, полученных через два фильтра, один из которых пропускает преимущественно синие лучи ("В"), а другой имеет кривую спектральной чувствительности, сходную с человеческим глазом("V"). Техника измерений цвета звезд настолько высока, что по измеренному значению B-V можно определить спектр звезды с точностью до подкласса. Для слабых звезд анализ цветов - единственная возможность их спектральной классификации.

2.3. Температура и масса звезд

Знание спектрального класса или цвета звезды сразу же дает температуру ее поверхности. Так как звезды излучают приблизительно как абсолютно черные тела соответствующей температуры, то мощность, излученная единицей их поверхности, определяется из закона Стефана Больцмана:

 - постоянная Больцмана

Мощность излучения всей поверхности звезды, или ее светимость, очевидно будет равна

 ( \* ), где R - радиус звезды. Таким образом, для определения радиуса звезды надо знать ее светимость и температуру поверхности.

Нам остается определить еще одну, едва ли не самую важную характеристику звезды - ее массу. Надо сказать, что это сделать не так то просто. А главное существует не так уж много звезд, для которых имеются надежные определения их масс. Последние легче всего определить, если звезды образуют двойную систему, для которой большая полуось орбиты а и период обращения Р известны. В этом случае массы определяются из третьего закона Кеплера, который может быть записан в следующем виде:

 , здесь М1 и М2 - массы компонент системы, G - постоянная в законе всемирного тяготения Ньютона. Уравнение дает сумму масс компонент системы. Если к тому же известно отношение орбитальных скоростей, то их массы можно определить отдельно. К сожаления, только для сравнительно небольшого количества двойных систем можно таким образом определить массу каждой из звезд.

В сущности говоря, астрономия не располагала и не располагает в настоящее время методом прямого и независимого определения массы (то есть не входящей в состав кратных систем) изолированной звезды. И это достаточно серьезный недостаток нашей науки о Вселенной. Если бы такой метод существовал, прогресс наших знаний был бы значительно более быстрым. В такой ситуации астрономы молчаливо принимаю, что звезды с одинаковой светимостью и цветом имеют одинаковые массы. Последние же определяются только для двойных систем. Утверждение, что одиночная звезда с той же светимостью и цветом имеет такую же массу, как и ее "сестра", входящая в состав двойной системы, всегда следует принимать с некоторой осторожностью.

1. Откуда берется тепловая энергия звезды?

Тепловым источником звезд являются термоядерные реакции синтеза, происходящие в недрах звезд при господствующей там очень высокой температуре (порядка десяти миллионов градусов). В результате этих реакций, скорость которых сильно зависит от температуры, протоны превращаются в ядра гелия, а освобождающаяся энергия медленно "просачивается" сквозь недра звезд и в конце концов, значительно трансформированная, излучается в мировое пространство. Это исключительно мощный источник. Если предположить, что первоначально Солнце состояло только из водорода, который в результате термоядерных реакций целиком превратился в гелий, то выделившееся количество энергии составит примерно 1052 эрг.

1. Эволюция звезд

Хотя по человеческой шкале времени звезды и кажутся вечными, они, подобно всему сущему в природе, рождаются, живут и умирают. Согласно общепринятой гипотезе газопылевого облака звезда зарождается в результате гравитационного сжатия межзвездного газопылевого облака. По мере уплотнения такого облака сначала образуется протозвезда, температура в ее центре неуклонно растет, пока не достигает предела, необходимого для того, чтобы скорость теплового движения частиц превысила порог, после которого протоны способны преодолеть макроскопические силы взаимного электростатического отталкивания и вступить в реакцию термоядерного синтеза.

В результате многоступенчатой реакции термоядерного синтеза из четырех протонов в конечном итоге образуется ядро гелия (2 протона + 2 нейтрона) и выделяется целый фонтан разнообразных элементарных частиц. В конечном состоянии суммарная масса образовавшихся частиц меньше массы четырех исходных протонов, а значит, в процессе реакции выделяется свободная энергия. Из-за этого внутренне ядро новорожденной звезды быстро разогревается до сверхвысоких температур, и его избыточная энергия начинает выплескиваться по направлению к ее менее горячей поверхности — и наружу. Одновременно давление в центре звезды начинает расти. Таким образом, «сжигая» водород в процессе термоядерной реакции, звезда не дает силам гравитационного притяжения сжать себя до сверхплотного состояния, противопоставляя гравитационному коллапсу непрерывно возобновляемое внутреннее термическое давление, в результате чего возникает устойчивое энергетическое равновесие. О звездах на стадии активного сжигания водорода говорят, что они находятся на «основной фазе» своего жизненного цикла или эволюции. Превращение одних химических элементов в другие внутри звезды называют ядерным синтезом или нуклеосинтезом.

В частности, Солнце находится на активной стадии сжигания водорода в процессе активного нуклеосинтеза уже около 5 миллиардов лет, и запасов водорода в ядре для его продолжения нашему светилу должно хватить еще на 5,5 миллиарда лет. Чем массивнее звезда, тем большим запасом водородного топлива она располагает, но для противодействия силам гравитационного коллапса ей приходится сжигать водород с интенсивностью, превосходящей по темпу роста темп роста запасов водорода по мере увеличения массы звезды. Таким образом, чем массивнее звезда, тем короче время ее жизни, определяемое исчерпанием запасов водорода, и самые крупные звезды в буквальном смысле сгорают за «какие-то» десятки миллионов лет. Самые мелкие звезды, с другой стороны, «безбедно» живут сотни миллиардов лет. Так что по этой шкале наше Солнце относится к «крепким середнякам».

Рано или поздно, однако, любая звезда израсходует весь пригодный для сжигания в своей термоядерной топке водород. Что дальше? Это также зависит от массы звезды. Солнце (и все звезды, не превышающие его по массе более чем в восемь раз) заканчиваю свою жизнь весьма банальным образом. По мере истощения запасов водорода в недрах звезды силы гравитационного сжатия, терпеливо ожидавшие этого часа с самого момента зарождения светила, начинают одерживать верх — и под их воздействием звезда начинает сжиматься и уплотняться. Этот процесс приводит к двоякому эффекту: Температура в слоях непосредственно вокруг ядра звезды повышается до уровня, при котором содержащийся там водород вступает, наконец, в реакцию термоядерного синтеза с образованием гелия. В то же время температура в самом ядре, состоящем теперь практически из одного гелия, повышается настолько, что уже сам гелий — своего рода «пепел» затухающей первичной реакции нуклеосинтеза — вступает в новую реакцию термоядерного синтеза: из трех ядер гелия образуется одно ядро углерода. Этот процесс вторичной реакции термоядерного синтеза, топливом для которого служат продукты первичной реакции, — один из ключевых моментов жизненного цикла звезд.

При вторичном сгорании гелия в ядре звезды выделяется так много энергии, что звезда начинает буквально раздуваться. В частности, оболочка Солнца на этой стадии жизни расширится за пределы орбиты Венеры. При этом совокупная энергия излучения звезды остается примерно на том же уровне, что и в течение основной фазы ее жизни, но, поскольку излучается эта энергия теперь через значительно большую площадь поверхности, внешний слой звезды остывает до красной части спектра. Звезда превращается в красный гигант.

Для звезд класса Солнца после истощения топлива, питающего вторичную реакцию нуклеосинтеза, снова наступает стадия гравитационного коллапса — на этот раз окончательного. Температура внутри ядра больше не способна подняться до уровня, необходимого для начала термоядерной реакции следующего уровня. Поэтому звезда сжимается до тех пор, пока силы гравитационного притяжения не будут уравновешены следующим силовым барьером. В его роли выступает давление вырожденного электронного газа. Электроны, до этой стадии игравшие роль безработных статистов в эволюции звезды, не участвуя в реакциях ядерного синтеза и свободно перемещаясь между ядрами, находящимися в процессе синтеза, на определенной стадии сжатия оказываются лишенными «жизненного пространства» и начинают «сопротивляться» дальнейшему гравитационному сжатию звезды. Состояние звезды стабилизируется, и она превращается в вырожденного белого карлика, который будет излучать в пространство остаточное тепло, пока не остынет окончательно.

Звезды более массивные, нежели Солнце, ждет куда более зрелищный конец. После сгорания гелия их масса при сжатии оказывается достаточной для разогрева ядра и оболочки до температур, необходимых для запуска следующих реакций нуклеосинтеза — углерода, затем кремния, магния — и так далее, по мере роста ядерных масс. При этом при начале каждой новой реакции в ядре звезды предыдущая продолжается в ее оболочке. На самом деле, все химические элементы вплоть до железа, из которых состоит Вселенная, образовались именно в результате нуклеосинтеза в недрах умирающих звезд этого типа. Но железо — это предел; оно не может служить топливом для реакций ядерного синтеза или распада ни при каких температурах и давлениях, поскольку как для его распада, так и для добавления к нему дополнительных нуклонов необходим приток внешней энергии. В результате массивная звезда постепенно накапливает внутри себя железное ядро, не способное послужить топливом ни для каких дальнейших ядерных реакций.

Как только температура и давление внутри ядра достигают определенного уровня, электроны начинают вступать во взаимодействие с протонами ядер железа, в результате чего образуются нейтроны. И за очень короткий отрезок времени — некоторые теоретики полагают, что на это уходят считанные секунды, — свободные на протяжении всей предыдущей эволюции звезды электроны буквально растворяются в протонах ядер железа, всё вещество ядра звезды превращается в сплошной сгусток нейтронов и начинает стремительно сжиматься в гравитационном коллапсе, поскольку противодействовавшее ему давление вырожденного электронного газа падает до нуля. Внешняя оболочка звезды, из под которой оказывается выбита всякая опора, обрушивается к центру. Энергия столкновения обрушившейся внешней оболочки с нейтронным ядром столь высока, что она с огромной скоростью отскакивает и разлетается во все стороны от ядра — и звезда буквально взрывается в ослепительной вспышке сверхновой звезды. За считанные секунды при вспышке сверхновой может выделиться в пространство больше энергии, чем выделяют за это же время все звезды галактики вместе взятые.

После вспышки сверхновой и разлета оболочки у звезд массой порядка 10-30 солнечных масс продолжающийся гравитационный коллапс приводит к образованию нейтронной звезды, вещество которой сжимается до тех пор, пока не начинает давать о себе знать давление вырожденных нейтронов — иными словами, теперь уже нейтроны (подобно тому, как ранее это делали электроны) начинают противиться дальнейшему сжатию, требуя себе жизненного пространства. Это обычно происходит по достижении звездой размеров около 15 км в диаметре. В результате образуется быстро вращающаяся нейтронная звезда, испускающая электромагнитные импульсы с частотой ее вращения; такие звезды называются пульсарами. Наконец, если масса ядра звезды превышает 30 солнечных масс, ничто не в силах остановить ее дальнейший гравитационный коллапс, и в результате вспышки сверхновой образуется черная дыра.

5. Химический состав звезд

По мере повышения температуры состав частиц, способных существовать в атмосфере звезды, конечно, упрощается. Спектральный анализ звёзд классов О, B, A (температура от 50 000 до 10 000 С) показывает в их атмосферах линии ионизированных водорода и гелия и ионы металлов, в классе К (5000 С)обнаруживаются уже радикалы, а в классе М(3800 С) - даже молекулы оксидов.

В списке звезд первых четырех классов преобладают линии водорода и гелия, но по мере понижения температуры появляются линии других элементов и даже линии, указывающие на существование соединений. Эти соединения еще очень просты. Это оксиды циркония, титана (класс М), а также радикалы CH, OH, NH, CH2, C2, C3, СаНи др. Наружные слои звезд состоят главным образом из водорода; в среднем на 10 000 атомов водорода приходится около 1000 атомов гелия, 5 атомов кислорода и менее одного атома других элементов.

Существуют звезды, имеющие повышенное содержание того или иного элемента. Так, известны звезды с по повышенным содержанием кремния (кремниевые звезды), звезды, в которых много железа (железные звезды), марганца (марганцевые), углерода (углеродные) и т. п. Звезды с аномальным составом элементов довольно разнообразны. В молодых звездах типа красных гигантов обнаружено повышенное содержание тяжелых элементов. В одной из них найдено повышенное содержание молибдена, в 26 раз превышающее его содержание в Солнце. Вообще говоря, содержание элементов, атомы которых имеют массу, большую массы атома гелия, постепенно уменьшается по мере старения звезды. Вместе с тем, химический состав звезды зависит и от местонахождения звезды в галактике. В старых звездах сферической части галактики содержится немного атомов тяжелых элементов, а в той части, которая образует своеобразные периферические спиральные " рукава " галактики, и в ее плоской части имеются звезды, относительно богатые тяжелыми элементами. Именно в этих частях и возникают новые звезды. Поэтому можно связать наличие тяжелых элементов с особенностями химической эволюции, характеризующей жизнь звезды.

Химический состав звезды отражает влияние двух факторов: природы межзвездной среды и тех ядерных реакций, которые развиваются в звезде в течение ее жизни. Начальный состав звезды близок к составу межзвездной материи - газопылевого облака,из которого возникла звезда. Газопылевое облако не везде одинаково. Вполне возможно, что звезда, появившаяся в определенном месте вселенной, окажется, например, более богатой тяжелыми элементами, чем та, которая возникла в ином месте.

Спектральное исследование состава звезд требует учета множества факторов, к ним относятся силы тяжести, температура, магнитные поля и т. п. Но даже при выполнении всех правил исследования все же данные кажутся неполными: ведь спектральный анализ относится к внешним, поверхностным слоям звезды. Что происходит в недрах этих далеких объектов, как будто недоступно для изучения. Однако опыт показал, что в спектрах звезд обнаруживаются явные признаки наличия тех элементов, которые являются продуктами ядерных реакций ( барий, технеций, цирконий) и могут образоваться только в глубинах звезды. Отсюда следует, что звездное вещество подвергается процессам перемешивания. С точки зрения физика, совместить перемешивание с равновесием своей огромной массы звездного вещества довольно трудно, но для химика данные спектроскопии представляют бесценный материал, так как они позволяют сделать обоснованные предположения о ходе ядерных реакций в недрах космических тел.

Анализ шаровых скоплений звездв той части Галактики, которая отвечает наиболее старым звездам, показывает пониженное содержание тяжелых металлов (Л. Аллер). С другой стороны, если Галактика развивалась из газового облака, содержащего в основном водород, то в ней должны быть и чисто водородные звезды.

К таким звездам относятся субкарлики. Они занимают промежуточное место между звездами главной последовательности и белыми карликами. В субкарликах много водорода и мало металлов.

Что касается следов ядерных превращений, изменивших "химическое лицо" звезды, то эти следы бывают иногда очень отчетливыми. Так, существуют звезды, в которых водород превратился в гелий; атмосфера таких звезд состоит из гелия Возможно, что значительную роль в обогащении звезды (ее внешних слоев) гелием сыграло перемешивание звездного вещества. Так, А.А. Боярчук обнаружил 8 звезд, в которых содержание гелия было в 100 раз больше, чем содержание водорода, причем на 10 000 атомов гелия в этих звездах приходится лишь 1 атом железа. Одна из гелиевых звезд вообще не содержала водорода. Это наблюдается редко и, по-видимому, свидетельствует о том, что в звезде водород полностью израсходован в процессе ядерных реакций.

При тщательном изучении одной из таких звезд в ней были обнаружены углерод и неон, а также титан. У другой гелиевой звезды на 500 атомов гелия приходится углерода - 0.56, азота - 0.72, кислорода - 1.0, неона - 3.2, кремния - 0.05,магния - 0.5. Яркая двойная звезда в созвездии Стрельца - сверхгигант с температурой поверхности около 10 000° С - также является дефицитной по водороду: в ее спектре наблюдается четко выраженные линии гелия и очень слабые линии водорода. По - видимому, это те звезды, в которых водород уже выгорел в пламени ядерных реакций. Наличие в них углерода и азота дает возможность сделать обоснованные предположения о ходе ядерных реакций, доставляющих энергию и производящих ядра различных элементов.

Очень интересны углеродные звезды. Это звезды относительно холодные -гиганты и сверхгиганты. Их поверхностные температуры лежат обычно в пределах 2500 - 6000°С. При температурах выше 3500°С при равных количествах кислорода и углерода в атмосфере большая часть этих элементов существует в форме оксида углерода со. Из других углеродных соединений в этих звездах найдены циан (радикал СN) и радикал СН. Имеется также некоторое количество оксидов титана и циркония, выдерживающие высокие температуры. При избытке водорода концентрация СN, СО, С2 будет относительно меньшей, а концентрация СН увеличится. Такие звезды (СН - звезды)встречаются наряду со звездами, в которых наблюдается дефицит водорода.

В одной из звезд было найдено повышенное отношение содержания углерода к содержанию железа: количество углерода в 25 раз превышало количество железа и в то же время отношение содержания углерода к содержанию водорода равнялось 40. Это значит, что звезда очень богата углеродомпри значительной недостаче водорода. Колебание блеска одной из звезд этого вида было даже приписано ослаблению светимости, вызываемому твердыми углеродными частицами, рассеяннымив атмосфере звезды. Однако большинство углеродных звезд характеризуется нормальным содержанием водорода в атмосфере (Л. Аллер).

Важной особенностью углеродных звезд является повышенноесодержание изотопа углерода 13С. Роль этого изотопа в общем энергетическом балансе звезды очень велика. Процессы, связанные с его участием, питают звезду энергией и развиваются лишь при очень высоких температурах в глубинных зонах. Появление изотопа 13С в поверхностных слоях, вероятно, обусловлено процессами перемешивания.

Некоторые типы звезд характеризуются повышенным содержаниемметаллов, расположенных в одном столбце периодической системы с цирконием; в этих звездах имеется неустойчивый элемент технеций439.9Тс. Ядра технеция могли образоваться из 98Мо в результате захвата нейтрона с выбрасыванием электрона из ядра молибдена или при фотопроцессе из 97Мо. Во всяком случае наличие нестабильного ядра - убедительное доказательство развития ядерных реакций в звездах.

Астрономы и астрофизики выполнили большую работу по анализу и сопоставлению спектральных данных и результатов исследований метеоритов. Оказалось, что элементы с четными порядковыми номерами встречаются чаще, чем с нечетными. Ядра элементов с четными порядковыми номерами более устойчивы; устойчивость ядра зависит от соотношения в нем числа протонов и нейтронов. Наиболее устойчивые ядра имели больше шансов образоваться и сохраниться в жестких условиях.

6. Прогноз эволюции Солнца.

Как и все звёзды, Солнце родилось в сжавшейся газопылевой туманности. Когда столь грандиозная масса сжималась, она сама себя сильно разогрела внутренним давлением до температур, при которых в её центре смогли начаться термоядерные реакции. В центральной части температура на Солнце равна 15.000.000 К, а давление достигает сотни миллиардов атмосфер. Так зажглась новорожденная звезда (не путайте с новыми звёздами).

В основном, на три четверти, Солнце в начале своей жизни состояло из водорода. Именно водород в ходе термоядерных реакций превращается в гелий, при этом выделяется энергия, излучаемая Солнцем. Солнце принадлежит к типу звёзд, называемых жёлтыми карликами. Оно - звезда главной последовательности и относится к спектральному классу G2. Масса одинокой звезды однозначно определяет её судьбу. За время жизни (5 миллиардов лет), в центре нашего светила, где температура достаточно высока, сгорело около половины всего имеющегося там водорода. Где-то столько же, 5 миллиардов лет, Солнцу осталось жить.

После того, как в центре светила водород будет на исходе, Солнце увеличится в размерах, станет красным гигантом. Это сильнейшим образом скажется на Земле: повысится температура, океаны выкипят, жизнь станет невозможной. Наша звезда закончит свою жизнь как белый карлик, порадовав неведомых нам внеземных астрономов будущего новой планетной туманностью, форма которой может оказаться весьма причудливой благодаря влиянию планет.

7.Что будет с Землей, когда Солнце будет красным гигантом?

После того, как запас водорода иссякнет наше Солнце будет напоминать постоянно расширяющийся воздушный шар или, говоря научными терминами, Красный гигант. При этом будет можно утверждать, что будут полностью уничтожены Венера и Меркурий, а также, скорее всего и Земля, так как при расширении Красные гиганты увеличиваются в размерах в тысячи раз.

В итоге внешние слои Красного гиганта остынут и будут отброшены, оставив лишь ядро звезды или, к тому моменту это уже будет не ядро, а так называемый Белый Карлик, температура которого примерно равна температуре нынешнего Солнца, а вот размеры сопоставимы с размером Земли.

Список используемой литературы

1. Акенян. Т.А. Звезды, галактика, метагалактика. М.: Наука, 1982.
2. Куликовский Т.П.. Звездная астрономия. М., 1978.

**3.** Новиков. И.Д. Эволюция вселенной. М., 1983.

**4.** Шкловский И.С. Звезды, их рождение, жизнь и смерть. М.: Наука, 1977.