

САНКТ-ПЕТЕРБУРГСКИЙ ГОСУДАРСТВЕННЫЙ УНИВЕРСИТЕТ
МАТЕМАТИКО-МЕХАНИЧЕСКИЙ ФАКУЛЬТЕТ
КАФЕДРА АСТРОФИЗИКИ

Общая картина эволюции массивных звёзд

Боронина С. В., 591 группа

2014 год

Содержание

1	Введение	3
2	Образование звёзд	3
3	Молодые звёзды	4
4	Эволюция на основе ядерных реакций	5
5	Старые звёзды	7
6	Заключительные стадии жизни звёзд. Сверхновые	7
7	Предельная масса звёзд	9

1 Введение

Массы звёзд заключены в следующих пределах:

$$0.08 \mathcal{M}_{\odot} \leq \mathcal{M} \leq 150 \mathcal{M}_{\odot}$$

Нижняя граница связана с невозможностью протекания ядерных реакций из-за недостатка гравитационной энергии, а верхний - с определяющей ролью давления излучения. При больших массах светимость звезды превосходит эддингтоновский предел (светимость, определяющаяся условием равновесия гравитационных сил и давления излучения объекта) $L_{\text{edd}} = 10^{38} (\mathcal{M}/\mathcal{M}_{\odot})$ эрг/с и, таким образом, звёзды с большей массой не образуются.

Массивные звезды распространены значительно меньше, чем звёзды солнечной массы. Поэтому они менее изучены с наблюдательной точки зрения, и до последнего времени не существовало принципиального ограничения на наибольшую массу, которую может иметь только что рождённая звезда.

Ход эволюции звезды зависит в основном от ее массы и исходного химсостава. В разные периоды жизнедеятельности звезды масса, начиная с которой, мы называем звезду массивной, будет разной. Она зависит от процессов, происходящих в данный момент. Химсостав звезды зависит от времени, когда она образовалась, и от ее положения в Галактике в момент образования.

В звёздах больших масс ядерные реакции идут до образования железного ядра в центре звезды ($\gtrsim 8 \mathcal{M}_{\odot}$) с массой около двух солнечных, которое оказывается неустойчивым относительно гравитационного сжатия. При коллапсе выделяется энергия ядра $\sim 0.15 \mathcal{M}_{\odot} \cdot c^2 \sim 10^{53}$ эрг, в основном в виде нейтрино. Остатки сверхновых выбрасывают большую часть массы звезды в межзвездную среду, обогащая ее тяжелыми элементами - продуктами термоядерного синтеза. При вспышках сверхновых происходит и образование химических элементов тяжелее железа путем захвата нейтронов ядрами. Остатком гравитационного коллапса может быть нейтронная звезда с массой около полутора солнечных, или в случае очень массивных звезд - черная дыра.

2 Образование звёзд

Звезды образуются в результате гравитационной (Джинсовской) неустойчивости в холодных плотных молекулярных облаках. Критерий развития такой неустойчивости: гравитационная энергия связи частиц облака должна превосходить сумму энергии теплового движения частиц, энергии вращения облака как целого и магнитной энергии облака. Если учитывается только энергия теплового движения, то критерий Джинса можно записать в виде:

$$\mathcal{M} > \mathcal{M}_J \sim 150 T^{3/2} n^{-1/2} \mathcal{M}_{\odot}$$

где \mathcal{M} - масса облака, T - температура газа в К, n - концентрация частиц. По мере сжатия плотность возрастает, Джинсовская длина волны уменьшается и появляется возможность фрагментации среды на мелкомасштабные образования. Поэтому звезды всегда рождаются группами (скоплениями, комплексами).

До тех пор, пока центральная температура и плотность недостаточны для начала термоядерных реакций синтеза, при сжатии происходит выделение гравитационной энергии, половина которой, в соответствии с теоремой вириала, идет на увеличение тепловой энергии, а другая половина уходит в виде излучения. Эта фаза эволюции называется стадией протозвезды.

Звездообразование может тормозиться магнитным полем, так как оно стабилизирует неустойчивости. С другой стороны, сжатую способствуют ударные волны при расширении

остатков вспышек сверхновых, спиральные волны плотности и звездный ветер от горячих ОВ-звезд.

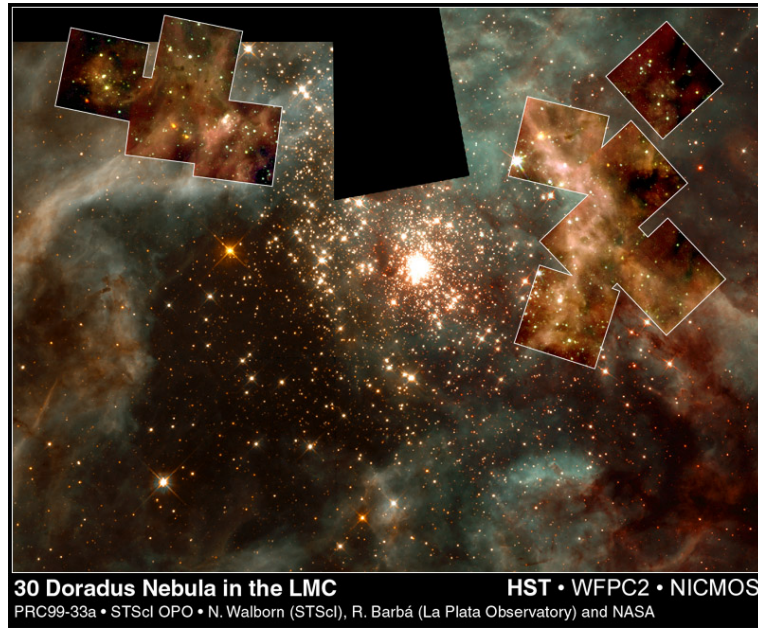


Рис. 1: Массивные звёзды в скоплении 30 Золотой рыбы

3 Молодые звёзды

Коллапс сферически-симметричной невращающейся протозвезды без магнитного поля включает несколько этапов. В начальный момент времени облако однородно и изотермично. Оно прозрачно для собственного излучения, поэтому коллапс идет с объемными потерями энергии, главным образом за счет теплового излучения пыли, которой передают свою кинетическую энергию частицы газа.

С началом сжатия возникает волна разрежения, перемещающаяся к центру со скоростью звука, а т.к. коллапс происходит быстрее там, где плотность выше, протозвезда разделяется на компактное ядро и протяженную оболочку, в которой вещество распределяется по закону $\rho \sim r^{-2}$ [5].

Когда концентрация частиц в ядре достигает $\sim 10^{11} \text{ см}^{-3}$, оно становится непрозрачным для ИК-излучения пылинок. Выделяющаяся в ядре кинетическая энергия частиц медленно просачивается к поверхности благодаря лучистой теплопроводности. Температура начинает повышаться почти адиабатически, это приводит к росту давления, и ядро приходит в состояние гидростатического равновесия. Оболочка продолжает падать на ядро, и на его периферии возникает ударная волна. Параметры ядра в это время: $\mathcal{M}_\text{я} \approx 5 \cdot 10^{-3} \mathcal{M}_\odot$, $r_\text{я} \approx 10^2 R_\odot$, $\rho \approx 2 \cdot 10^{-10} \text{ г/см}^3$, $T_\text{я} \approx 200 \text{ К}$.

По мере увеличения массы ядра в результате аккреции, его температура изменяется практически адиабатически, пока не достигнет $T_\text{я} \approx 2000 \text{ К}$, когда начинается диссоциация молекул H_2 . В результате потери энергии на диссоциацию молекул, изменения давления не способны компенсировать силы тяготения, и ядро повторно коллапсирует. Образуется новое ядро с параметрами $\mathcal{M} \approx 10^{-3} \mathcal{M}_\odot$, $r \approx 1 R_\odot$, $\rho \approx 2 \cdot 10^{-2} \text{ г/см}^3$, $T \approx 2 \cdot 10^4 \text{ К}$, окруженное ударным фронтом, на которое аккрецируют остатки первого ядра. Аналогичный процесс в

ядре происходит при ионизации водорода. Дальнейший рост ядра за счет вещества оболочки продолжается до тех пор, пока все вещество либо упадет на звезду, либо рассеется под действием давления излучения или звездного ветра, если ядро достаточно массивно.

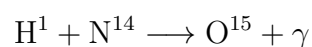
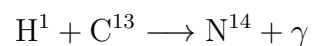
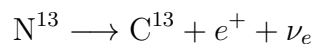
Звезда, состоящая из ядра и оболочки, наблюдается как ИК-источник из-за переработки излучения в оболочке (пыль оболочки, поглощая фотоны УФ-излучения ядра, излучает в ИК-диапазоне). Когда пыль становится оптически тонкой, протозвезда начинает наблюдаться как обычный объект звездной природы. У наиболее массивных звезд оболочки сохраняются до начала термоядерного горения водорода в центре звезды. Давление излучения ограничивает массу звезд величиной, вероятно $\approx (50 - 60) M_{\odot}$. Если даже и образуются более массивные звезды, то они оказываются пульсационно-неустойчивыми и могут потерять значительную часть массы на стадии горения водорода в ядре. Продолжительность стадии коллапса и рассеяния протозвездной оболочки того же порядка, что и время свободного падения для родительского облака, т.е. $10^5 - 10^6$ лет.

Более массивные звёзды, когда они становятся видимыми, находятся на диаграмме Г.-Р. в той же области, что и эмиссионные звёзды Херbiga. Чем массивнее звезда и чем выше ее эффективная темп-ра, тем больше у нее лучистое ядро (в звездах с $M > 3 M_{\odot}$ лучистое ядро возникает сразу). В конце концов, практически вся звезда (за исключением поверхностной конвективной зоны у звезд с массой $M \leq 1,5 M_{\odot}$) переходит в состояние лучистого равновесия, при этом вся выделяющаяся в ядре энергия переносится излучением.

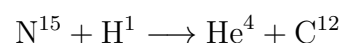
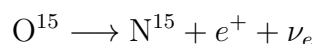
4 Эволюция на основе ядерных реакций

При температуре в ядрах $\sim 10^6$ К начинаются первые ядерные реакции - выгорают дейтерий, литий, бор. Первичное количество этих элементов настолько мало, что их выгорание практически не оказывает влияния на процесс сжатия. Оно прекращается, когда температура в центре звезды достигает $\sim 10^6$ К, и загорается водород, т.к. энергии, выделяющейся при термоядерном горении водорода, достаточно для компенсации потерь на излучение. Водородный цикл здесь рассматриваться не будет, ибо является общим как для массивных, так и для маломассивных звёзд. В более массивных звёздах загорание водорода происходит быстрее, так как в них скорость потерь энергии на единицу массы, а следовательно, и темп эволюции выше, чем у маломассивных звезд.

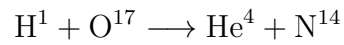
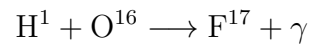
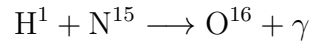
С этого момента эволюция звёзд происходит на основе ядерного горения, которое может происходить до образования элементов группы железа, у которых наибольшая из всех ядер энергия связи. При $T \leq 18 \cdot 10^6$ К основным источником энергии является реакция водородного цикла, при больших T - реакции углерод-азотного (CNO) цикла. Он является основным способом производства энергии у звезд главной последовательности с $M \gtrsim 1.2 M_{\odot}$. Весьма существенную энергетическую роль он играет также у красных гигантов. Остановимся на нём. Начнём с наиболее важного из них — простого CN-цикла. Так называют цепочку реакций:



Здесь заканчивается первый этап. Далее может произойти ещё 2 реакции:



Цепочка замыкается. Но возможен и такой сюжет:



CNO-цикл существенно сказывается на энергетике, повышая темп энерговыделения в CN-цикле. У звезд, в центре которых реализуется CNO-цикл ($\mathcal{M} > 1 \mathcal{M}_\odot$), возникает конвективное ядро. Причина этого в очень сильной зависимости энерговыделения от температуры: $\varepsilon \sim T^{16} - T^{20}$. Поток же лучистой энергии $\sim T^4$, следовательно, он не может перенести всю выделяющуюся энергию, и должна возникнуть конвекция, более эффективная, чем лучистый перенос. У наиболее массивных звезд конвекцией охвачено более 50% массы звезд.

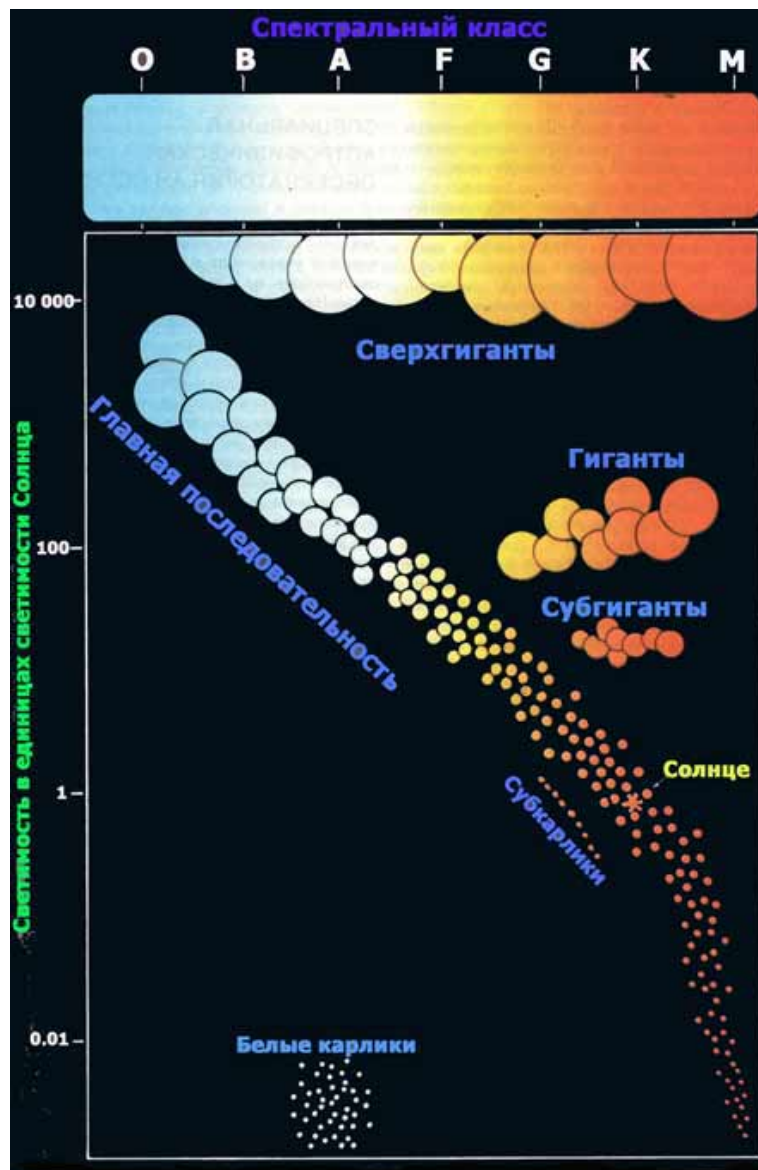


Рис. 2: Диаграмма Герцшпрунга-Рассела и главная последовательность.

Время выгорания водорода заключено в пределах от $\sim 10^{10}$ лет для $\mathcal{M} \approx 1 \mathcal{M}_\odot$ до $\approx 3 \cdot 10^6$ лет для $\mathcal{M} \approx 50 \mathcal{M}_\odot$. Время всех последующих стадий ядерного горения не превосходит

10% времени горения водорода, поэтому звезды на стадии горения водорода образуют на диаграмме Г.-Р. густонаселенную область - главную последовательность (ГП).

Выгорание водорода приводит к увеличению средней молекулярной массы вещества ядра, и поэтому для поддержания гидростатического равновесия давление в центре должно возрасти, что влечет за собой увеличение температуры в центре и градиента температуры по звезде, а следовательно, и светимости. К увеличению светимости приводит также и уменьшение непрозрачности вещества с ростом температуры. Ядро сжимается для поддержания условий ядерного энерговыделения с уменьшением содержания водорода, а оболочка расширяется из-за необходимости перенести возросший поток энергии от ядра. Уменьшение непрозрачности приводит к отмиранию конвективных ядер у всех звезд, кроме наиболее массивных. Темп эволюции массивных звезд наиболее высок, и они первыми покидают ГП. Время жизни на ГП составляет для звезд с $M = 15 M_{\odot}$ около 10 млн. лет, с $M = 5 M_{\odot}$ около 70 млн. лет, а с $M \approx 1 M_{\odot}$ около 10 млрд. лет.

5 Старые звёзды

Эволюция звёзд после выгорания водорода зависит от их массы. В гелиевых ядрах звезд с $M > 2.5 M_{\odot}$ газ не вырожден, He^4 загорается спокойно, но ядра также расширяются из-за возрастания T_c . Расширение ядра ведет к уменьшению температуры в области водородного слоевого источника, и светимость звезды после гелиевой вспышки падает. Для поддержания теплового равновесия оболочка сжимается, и звезда уходит из области красных сверхгигантов. Когда He^4 в ядре истощается, снова начинается сжатие ядра и расширение оболочки, звезда опять становится красным сверхгигантом. Образуется слоевой источник горения He^4 , который доминирует в энерговыделении. Снова возникает внешняя конвективная зона. По мере выгорания гелия и водорода толщина слоевых источников уменьшается.

У звезд с $M > 8 M_{\odot}$ могут в центральной области последовательно выгореть кислород, неон, магний, сера, кремний, и образоваться ядро, состоящее из элементов группы железа - от Sc до Ni. Условия в центре звезды при этом таковы, что загорание каждого очередного элемента происходит, когда масса ядра звезды, состоящего из этого элемента, близка к $M_{\text{ч}}$. Звезда приобретает структуру, подобную "луковице": "железное" ядро окружено многочисленными слоями из продуктов ядерного горения на предыдущих стадиях. После образования железного ядра, а в некоторых случаях и раньше, происходит гравитационный коллапс - потеря звездой гидродинамической устойчивости.

В результате коллапса в ядре достигаются плотности $\rho \sim 10^{12}$ г/см³, при которых энергетически выгодна нейтронизация вещества. В этом случае образуется нейтронная звезда. При остановке коллапса у границы нейтронной звезды возникает ударная волна, которая, распространяясь наружу, вызывает сброс оболочки.

6 Заключительные стадии жизни звёзд. Сверхновые

При взрывах сверхновых происходит синтез тяжелых элементов, которые затем выбрасываются в межзвездное пространство вместе с элементами, синтезированными в ходе предшествующей эволюции. Доподлинно неизвестно, как именно происходит образование элементов тяжелее железа. Возможно, благодаря ударным волнам, в сброшенной оболочке происходят процессы нейтронного захвата.

Поскольку взрываются массивные звезды, заканчивающие свой жизненный путь, то вещества вокруг может быть много, поскольку светила активно сбрасывают внешние оболочки на поздних стадиях эволюции. Это может происходить как в виде быстрой потери большой массы, так и в виде сильного звездного ветра.

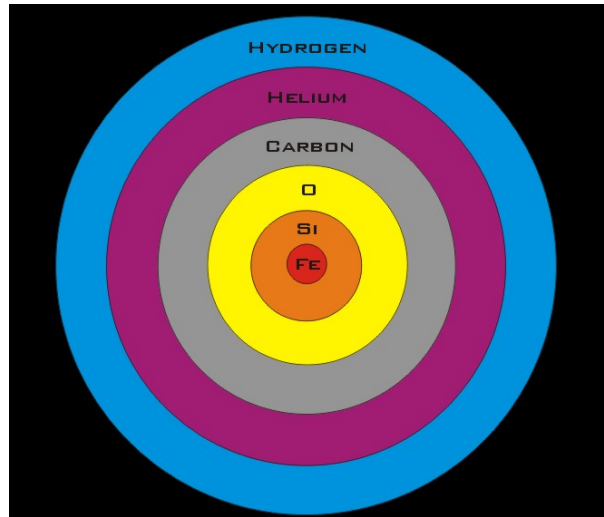


Рис. 3: Слоевой источник

Пусть перед началом взрыва вещества около звезды нет. Когда ударная волна, возникшая в результате собственно быстрого (взрывного) энерговыделения в коллапсирующем ядре, выходит на поверхность, то мы видим резкое увеличение блеска звезды вспышку. Затем выброшенное вещество расширяется и остывает. Мы видим резкое падение блеска за несколько дней. Затем температура вещества достигает температуры рекомбинации водорода. И тут падение блеска прекращается. На кривой блеска возникает плоский участок плато. Через пару месяцев, когда фотосфера доберется до внутренней границы водородного слоя в выбросе, начнется новая стадия, на которой светимость будет определяться радиоактивным распадом, но это в данной работе не рассматривается.

Так было бы, если звезда взрывается в пустоте, но вид кривой сильно изменится, если вокруг звезды есть сброшенное до взрыва вещество.

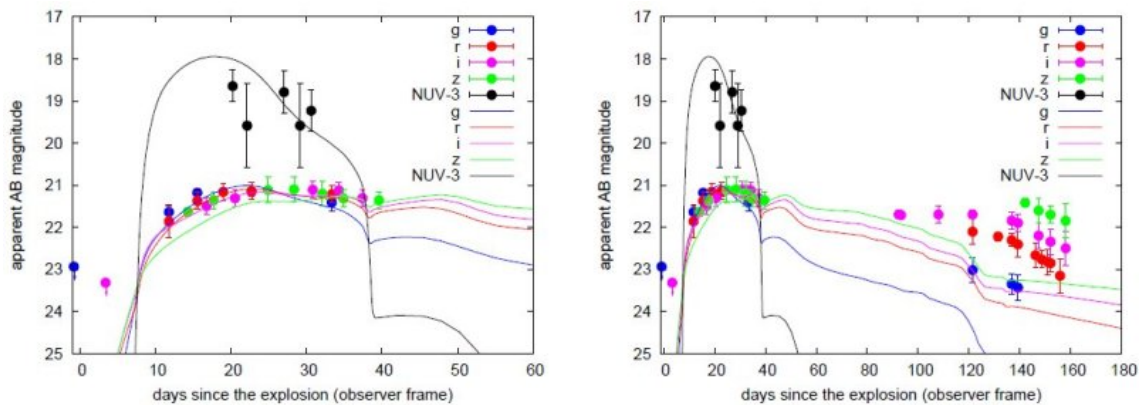


Рис. 4: Результаты расчетов (линии) и данные наблюдений сверхновой SN 2009kf в разных полосах спектра. Чёрный цвет соответствует УФ - наблюдениям, розовый - наблюдениям в фильтре U, синий - B, красный - R, зелёный - I [2] (Fig. 16).

Чтобы получить такую вспышку с большим ультрафиолетовым потоком спустя недели после взрыва, а также с повышенной светимостью в оптическом диапазоне спустя десятки дней после коллапса ядра, необходимо, чтобы звезда потеряла большую массу незадолго до вспышки сверхновой. Почему это происходит - окончательно не ясно. Может быть, виноваты

пульсации звезды, может быть вспышки в ядерной области приводят к быстрому сбросу массы. Также не ясно, при какой начальной массе звезды будут проявлять такие свойства.

7 Предельная масса звёзд

В 2005 году был установлен надёжный верхний предел на массы звёзд - 150 масс Солнца [3]. Изучая распределение звёзд по массе в звёздном скоплении Арочное, которое расположено вблизи центра Галактики, Дональд Фигер (статья [3]) установил явный дефицит звёзд с массой более $130 M_{\odot}$, вернее полное их отсутствие, против ожиданий для известных распределений масс. С учётом неопределённостей это даёт оценку верхнего предела на возможные массы звёзд в $150 M_{\odot}$.

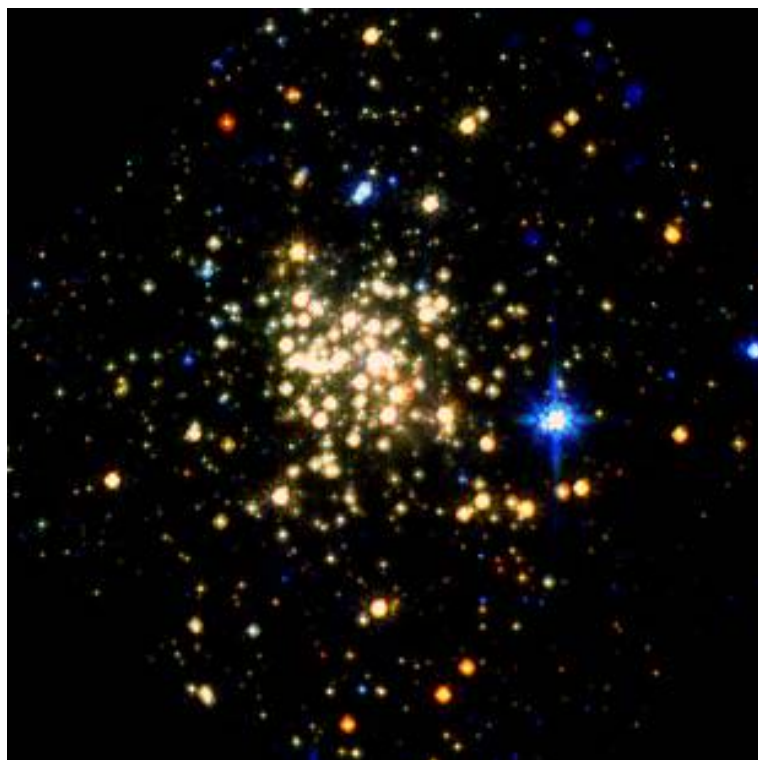


Рис. 5: Изображение скопления Арочное (Arches) в инфракрасном диапазоне (1-2 мкм), полученное обсерваторией Хаббла. Голубым цветом изображены внешние звёзды, проецирующиеся на скопление.

Сам вопрос о предельной массе был решён теоретически. Однако точного её значения теория определить не может. Модели сферической аккреции газа на протозвезду дают для предельной массы звезды около $100 M_{\odot}$. Этой же величиной могут быть ограничены массы вследствие развития пульсаций, которые позволяют звезде сбросить лишнюю массу. Ввиду такой неопределённости понятно, сколь важным для теории звёздной эволюции является наблюдательный факт существования верхнего предела массы звезды и его значение.

Распределения звёзд по массам изучают по звёздным скоплениям, т.к. возраст звёзд в скоплении одинаковый и хорошо определяется. Вероятность обнаружить наиболее массивные звёзды больше в более массивном скоплении. Скопление звёзд Арочное оказалось наиболее подходящим для данной задачи. Это одно из самых массивных звёздных скоплений, содержащее достаточно звёзд, чтобы ожидать там редкие сверхмассивные звёзды. Кроме того оно очень молодо - образовалось 2-2.5 млн. лет назад во время внезапной вспышки

звздообразования в центре Галактики, - поэтому массивные звёзды ещё не успели проэволюционировать и, таким образом, прекратить существование вспышкой сверхновой. Так как скопление расположено вблизи центра Галактики, то расстояние до него хорошо известно - 7.7 кпк, что позволяет оценивать параметры звёзд - светимости и массы - с очень хорошей точностью. Мощный звёздный ветер молодых горячих звёзд выдул остатки родительского молекулярного облака и обнажил звёзды для наблюдателя.

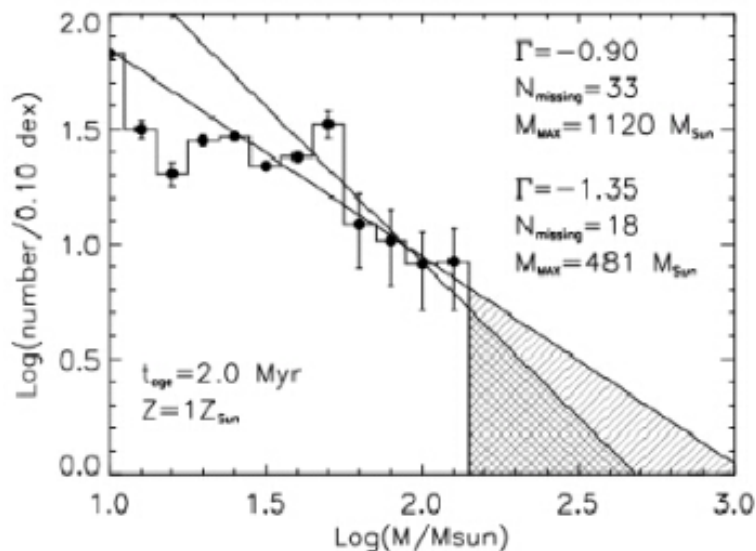


Рис. 6: Наблюдаемое частотное распределение звёзд скопления Арочное по массе. В заштрихованной области отсутствуют звёзды, которые ожидаются из экстраполяции известных законов распределения (прямые линии) [3].

Эта величина предельной массы была получена ранее для скопления R136 в соседней галактике Большое Магелановое Облако. Однако, в 2010 году в этом же скоплении были обнаружены звёзды с массами до $300 M_{\odot}$ [4]. В этой работе говорится, что скопление Арочное выбрано неудачно - на самом деле оно слишком старое, и расстояние до него определено плохо.

Список литературы

- [1] В.В.Иванов, *Физика звёзд*, Санкт-Петербургский государственный университет, 2011
- [2] Takashi Moriya, Nozomu Tominaga, Sergei I. Blinnikov, Petr V. Baklanov, Elena I. Sorokina, *Supernovae from Red Supergiants with Extensive Mass Loss*, , 2010
- [3] D.F. Figer, *An upper limit to the masses of stars*, Nature 434, 192-194, 2005
- [4] Paul A. Crowther, Olivier Schnurr, Raphael Hirschi, Norhasliza Yusof, Richard J. Parker, Simon P. Goodwin and Hasan Abu Kassim, *The R136 star cluster hosts several stars whose individual masses greatly exceed the accepted $150 M_{\odot}$ stellar mass limit*, MNRAS, 2010
- [5] Астронет: <http://www.astronet.ru/db/msg/1188340>