

8 Эволюция звезд, нестационарные звезды

Диаграмма Гершпрунга–Рассела показывает гигантский разброс светимостей звезд (около 8 порядков). Массы звезд также различаются, что существенно слабее ($M < 100M_{\odot}$). Легко показать, что звезды, которые излучают очень сильно, не могут жить долго. Поэтому звезды O и B классов, которые мы наблюдаем, являются молодыми. Они обычно группируются в OB-ассоциации, которые обычно расширяются. Можно сделать вывод о том, что эти звезды рождаются вместе. По-видимому, образование звезд всех масс происходит и в настоящее время. Предполагается, что области звездообразования находятся в молекулярных облаках.

Заметим, что есть несколько типов неустойчивости, которые приводят к образованию облаков: гравитационная, Релея-Тейлора, тепловая. Характерный размер при гравитационной неустойчивости $l_{crit} = v \sqrt{\frac{\pi}{G\rho}}$; однородная среда протяженностью больше l_{crit} распадается на сгустки большей плотности. При неустойчивости Релея-Тейлора вещество, поддерживаемое магнитным полем против падения в поле тяжести, стекает, “продавливая” силовые линии. Причина тепловой неустойчивости – неоднозначная зависимость давления вещества от его плотности. Сжатие фрагмента межзвездной среды может быть вызвано сверхновой.

Можно выделить несколько этапов формирования звезды в облаке.

1-й этап – межзвездное облако с параметрами $d \sim 10^{14} - 10^{15}$ км, $n \sim 10^9$ м⁻³, $T \sim 10$ К, $M \sim 10^3 M_{\odot}$ в результате гравитационной неустойчивости за время $\sim 2 \cdot 10^6$ лет переходит на следующую стадию.

2-й этап – появляются коллапсирующие фрагменты облака с параметрами $M \sim 10^3 M_{\odot}$, $T \sim 10$ К во внешних слоях и $T \sim 100$ К во внутренних, $d \sim 10^{12}$ км, $n \sim 10^{12}$ м⁻³ за время $\sim 3 \cdot 10^4$ лет.

3-й этап – центральная часть фрагмента ($d \sim 10^{10}$ км, $n \sim 10^{18}$ м⁻³, $T \sim 100$ К и $T \sim 10^4$ К) за время $\sim 10^5$ лет становится протозвездой (масса центральной части растет, а размер убывает).

4-й этап – фрагментация облака прекращается, у протозвезды появляется что-то вроде фотосферы, формирование протозвезды с параметрами $R \sim 10^8$ км, $n \sim 10^{24}$ м⁻³, $T \sim 10^3$ К и $T \sim 10^6$ К в течение $\sim 10^6$ лет происходит гравитационное сжатие, объекты можно поместить на диаграмму Гершпрунга-Рассела (светимость велика из-за больших размеров).

5-й этап – эволюция протозвезды $R \sim 10^7$ км, $n \sim 10^{28}$ м⁻³, $T \sim 4 \cdot 10^3$ К и $T \sim 5 \cdot 10^6$ К в течение $\sim 10^7$ лет; так называемая стадия Хаяши – падение вещества прекращается, может возникнуть звездный ветер (звезды типа T Тельца), светимость $\sim 10L_{\odot}$.

6-й этап – рождение звезды (загораются ядерные реакции) с параметрами $R \sim 10^6$ км, $n \sim 10^{31}$ м⁻³, $T \sim 4.5 \cdot 10^3$ К и $T \sim 10^7$ К; этап длится $\sim 3 \cdot 10^7$ лет.

7-й этап – звезда главной последовательности ($R \sim 1.5 \cdot 10^6$ км, $n \sim 10^{31}$ м⁻³, $T \sim 4.5 \cdot 10^3$ К и $T \sim 10^7$ К) с временем жизни $\sim 3 \cdot 10^{10}$ лет.

Комментарии к этапам.

Этап 1. Для начала коллапса протяженного молекулярного облака нужен толчок. Если коллапс начался, то фрагментация облака неизбежна из-за гравитационной неустойчивости. Очевидно, должно происходить групповое рождение звезд из фрагментов.

Этап 2. Звезда типа Солнца образуется из фрагмента массой $\sim 2M_{\odot}$. На этом этапе размер еще в 100 раз больше, чем протяженность Солнечной системы. Температура та же, что и на 1-м этапе, поскольку вся выделяемая внутри энергия уносится излучением (например, молекул CO), т.к. облако для него прозрачно. Лишь в самом центре фрагмента $T \approx 100$ К. Фрагментация кончается, поскольку плотность возрастает.

Этап 3. Через несколько десятков тысяч лет фрагмент превращается в газовый шар размером с Солнечную систему (еще в 1000 раз больше Солнца). Температура в центре достигает 10000 К, но на поверхности – лишь около 100 К, поскольку оттуда энергия уносится излу-

чением. Плотность в центре сравнительно высока. Впервые фрагмент начинает напоминать звезду. Центральная часть фрагмента называется протозвездой. Негомологичное падение вещества у центру – чем плотнее объект тем интенсивнее. Масса растет, а радиус протозвезды убывает, поскольку давление еще не может скомпенсировать силу тяжести. После этой стадии можно ввести понятие поверхности протозвезды – фотосферы (внутри этой поверхности вещество оптически толстое для излучения).

Этап 4. Эволюция протозвезды состоит в уменьшении размера, возрастании плотности и температуры (и в ядре, и в фотосфере). Через 10^5 лет первоначальный фрагмент достигает стадии 4. При этом в центре $T \sim 10^6$ К, что меньше, чем надо для возгорания ядерных реакций. Размер фрагмента порядка орбиты Мер курия. Аккреция вещества нагревает поверхность протозвезды до нескольких тысяч кельвинов. Теперь можно найти положение объекта на диаграмме Гершпрунга–Рассела. Это так называемая контракционная фаза или фаза Кельвина–Гельмгольца (излучение звезды за счет сжатия и аккреции вещества). Звезда еще не пришла в равновесие – хотя давление газа уже велико, но баланс с силой тяжести пока не полный. Тепло отводится с поверхности, и температура остается примерно постоянной, но сжатие продолжается и звезда движется вниз по диаграмме Гершпрунга–Рассела (стадия Хаяши). Здесь может быть поверхностная активность (как у звезд типа Т Гельца).

Этап 5. Звезда еще в 10 раз больше, чем Солнце, ее светимость $\sim 10L_{\odot}$, температура ~ 4000 К. Хотя температура в центре достигает $5 \cdot 10^6$ К (газ полностью ионизован), этого не хватает для начала ядерных реакций.

Этап 6. Звезда сжимается, ее радиус убывает до 10^6 км, а температура в центре возрастает до 10^7 К – начинаются термоядерные реакции горения водорода. За 4–5 10^7 лет звезда типа Солнца попадает на главную последовательность, где она живет около 10^{10} лет.

Процесс образования звезд больших масс идет намного быстрее. Для экстремально молодого скопления звезды больших масс достигают главной последовательности, в то время как звезды меньших масс не успевают даже образоваться – это можно видеть на диаграммах, наблюдаемых для различных скоплений.

Минимальная масса звезд определяется условием загорания термоядерных реакций. По-видимому, звезд с массой меньше $0.08 M_{\odot}$ нет.

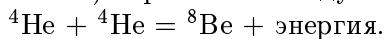
Существуют наблюдаемые свидетельства подобного образования звезд. На этапах 1, 2 облако и фрагмент ничего не излучают, кроме как в линиях молекул в радиодиапазоне. Они наблюдаются – например, в туманности Триффид есть яркая звезда, а излучение в линии формальдегида сильно смещено в сторону, т.е. там темное облако. Протозвезды могут наблюдаться в ИК диапазоне, как точечные источники (например, объект KL в туманности Ориона). Заметим, что молодые звезды типа Т Гельца часто показывают компоненты спектральных линий, смещенные в фиолетовую сторону, т.е. наблюдается истечение вещества, хотя звезда находится в контракционной фазе. Неясна также природа нерегулярных изменений блеска таких звезд.

Пусть образовалась звезда типа О или В. Ее УФ излучение будет возбуждать свечение окрестного газа, а саму звезду мы можем и не увидеть. Должны существовать диффузные сгустки, дающие эмиссионное излучение. В некоторых местах облака могут быть дырки, через которые будет выходить рассеянное излучение. Все это наблюдается в молекулярных облаках и подтверждает сценарий. Другое подтверждение сценария с фрагментацией облаков – то, что молодые звезды обычно наблюдаются в группах.

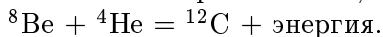
Рассмотрим эволюцию звезд на и после главной последовательности. Когда звезда на ГП, в ее ядре происходит горение водорода и образование гелия. Это длится около 10^{10} лет. После этого образуется почти чисто гелиевое ядро, и водород горит лишь во внешних частях ядра. Поскольку реакции в центре ядра не протекают (температура недостаточна для горения гелия), то давление уменьшается и ядро начинает сжиматься, наружные слои звезды увеличи-

ваться в размерах, а их температура уменьшается (мы наблюдаем это на ветви субгигантов – этап 8). При сжатии гелиевого ядра выделяется энергия, часть которой идет на увеличение температуры до уровня, когда загорается гелий.

Когда начинает гореть гелий, радиус звезды сильно увеличивается (гелиевая вспышка – этап 9). Протекают следующие реакции:



За 10^{-12} с ${}^8\text{Be}$ распадается, но некоторые ядра успевают прореагировать:



Это так называемый тройной альфа-процесс.

Итак, в слоевом источнике горит водород, а в ядре – гелий. Масса ядра, вероятно, составляет около четверти массы звезды. Плотность вещества в ядре очень велика, и возникает вырождение электронного газа. Давление вырожденного газа не зависит от его температуры, но при гелиевой вспышке (происходит за несколько часов – по сути нечто вроде взрыва) снимается вырождение газа в ядре и звезда уходит немного вниз и влево, на горизонтальную ветвь – в стабильное состояние спокойного горения гелия (этап 10).

По мере выгорания гелия в ядре оно начинает сжиматься, и звезда расширяется. Здесь мы имеем звезду с углеродным ядром и двумя слоевыми источниками. В результате звезда попадает на асимптотическую ветвь гигантов (сверхгиганты – этап 11).

Далее ядерное топливо истощается, оболочка набухает, звездный ветер еще усиливается – оболочка отрывается от звезды, обнажается углеродное ядро (этап 12). Здесь оболочка видна в виде планетарной туманности (расширяется со скоростью несколько десятков км/с).

Углеродное ядро сжимается, его светимость постепенно уменьшается, звезда остывает. Мы имеем белый карлик (этап 13). Продолжая остывать, звезда превращается в черный карлик (этап 14).

Масса звезды в процессе эволюции уменьшается из-за звездного ветра, сброса оболочки и т.д. Белый карлик образуется лишь тогда, когда масса звезды невелика и ее остаток становится достаточно мал, поскольку существует теоретически полученная (и в некоторой степени наблюдательно проверенная) предельная масса белых карликов $1.4M_{\odot}$. Для звезд больших масс нет вырождения газа в ядре, и следовательно нет гелиевой вспышки, горение более равномерное. Достигается более высокая температура в центре звезды, и в результате происходит горение углерода, кислорода и т.д. и, в конечном итоге, образуется железное ядро. Заметим, что у еще более массивных звезд горение водорода происходит не путем р-р-цепочек, а в CNO-цикле, который, очевидно, более эффективен при высоких температурах. Дальнейшие ядерные реакции в железном ядре не идут, и внутренняя поддержка слоев уменьшается – гравитация преобладает над давлением, что делает ситуацию нестабильной. При температуре в таком ядре порядка 10^{10} К гамма-кванты расщепляют железо на более легкие элементы, и этот процесс фотодезинтеграции идет до тех пор, пока не остаются только протоны и нейтроны. Энергия, даваемая фотодезинтеграцией, частично поглощается в ядре, охлаждая его. Это уменьшает давления и коллапс ускоряется. С ростом плотности происходит нейтронизация вещества в реакциях: $p + e \rightarrow n + \text{нейтрино}$. Нейтрино уходят, а коллапс продолжается, пока не наступит нейтронное вырождение и плотность не достигнет $10^{17} - 10^{18}$ кг/м³. В этот момент возникает ударная волна, которая срывает оболочку звезды. Результат – взрыв сверхновой II типа.

Все это достаточно хорошо подтверждается наблюдениями звезд в скоплениях (там звезды имеют одинаковый возраст).

Особым случаем является эволюция звезд в тесных двойных системах. Если одна звезда, превращаясь в красного гиганта, заполняет полость Роша, то происходит перетекание ее вещества на другой компонент. Например, Алголь – двойная звезда, где один компонент – гигант массой $0.8 M_{\odot}$, другой компонент – звезда главной последовательности массой $3M_{\odot}$.

Поскольку компоненты скорее всего должны быть одного возраста, то более массивная звезда должна была бы больше проэволюционировать, чем менее массивная. Объяснение этому – перетекание вещества. Если оба компонента заполняют свои полости Роша, то получается контактная система. Наконец, при натекании массы на белый карлик свыше предела Чандрасекхара происходит коллапс, увеличение температуры, горение углерода по всей звезде и взрыв сверхновой I типа.

8.1 Нестационарные звезды

Переменность звезд была открыта давно, причем уже первые открытия – звезды β Per, α Cet и δ Cep оказались переменными разных типов.

Гудрайк в XVIII веке наблюдал β Per и показал, что здесь имеют место затмения одного компонента двойной звезды другим. Эти звезды не относятся к собственно нестационарным звездам, и мы ими заниматься не будем, хотя двойные системы могут быть нестационарны (газовые потоки при обмене веществом или вследствие другого влияния компонентов).

Две другие из перечисленных звезд являются нестационарными по сути. Это типичные представители двух групп нестационарных звезд: δ Cep – цефеид, α Ceti – долгопериодических переменных или мирид. Наблюдателями было найдено много переменных звезд самых разных типов (см., например, знаменитый общий каталог переменных звезд – ОКПЗ).

Поясним номенклатуру переменных звезд. Первая звезда, найденная переменной в созвездии, получала обозначение R, последующие – S, T, ..., Z, и далее – RR, RS, ..., RZ, SS, ..., SZ, ..., ZZ. Если этого было недостаточно, то использовалось AA, AB, ..., AZ, BB, ... BZ, ..., QZ и далее V201, ... При этом звезды со своими названиями оставались вне этой номенклатуры (например, α Cet).

1. Цефеиды

Это звезды-гиганты, имеющие регулярные изменения блеска с очень хорошей периодичностью и небольшой амплитудой ($\sim 1^m$). Наблюдаются 3 типа кривых блеска: звезды типа RR Lyr (период от 1 до 13 часов), классические цефеиды (период от 1 до 70 дней, пример – δ Cep), цефеиды сферической составляющей (период от 1 до 70 дней, пример – W Vir).

Классические цефеиды относятся к I-му типу звездного населения, остальные цефеиды – ко II-му типу.

Была найдена очень важная зависимость (средней) абсолютной звездной величины цефеид \bar{M} от их периода P :

$$\bar{M} = -1.5^m - 1.74 \lg P; \quad \bar{M} = -0.2^m - 1.5 \lg P; \quad RRLyr \quad \bar{M} = +0.5^m. \quad (1)$$

Благодаря этой зависимости цефеиды могут использоваться для определения расстояния до объектов, в которых они находятся, например до Магеллановых облаков. Однако нуль-пункт зависимости установить трудно, поскольку нет близких цефеид.

У цефеид происходят периодические изменения спектра, температуры, лучевых скоростей и т.д.

При спектральных изменениях, чем больше период, тем сильнее спектральный класс в минимуму отклоняется от F5, примерно характерного для максимума. Соответственно меняется показатель цвета и эффективная температура. Изменения лучевых скоростей происходит с тем же периодом несколько десятков км/сек.

Сначала думали, что это следствие орбитального движения. Однако возникали вопросы: а) почему меняется блеск – по форме кривой это явно не затмение; б) почему одинаковая форма кривых блеска у всех звезд, ведь должна бы быть разная ориентация эллипса в пространстве.

Теперь общепринято, что здесь мы имеем пульсации звезд. Это легко объясняет изменение блеска и эффективной температуры с учетом изменений радиуса. Действительно, звезда

сжалась, и температура возросла, а с ней возрос и блеск. Амплитуда изменения блеска потому и невелика (примерно 1^m), что уменьшение размеров приводит к уменьшению потока, а разогрев – к увеличению, и второе лишь немного превышает первое.

Но что тогда делают лучевые скорости? В фазе максимума ($f = 0$) и минимума ($f = 0.7$) должно быть $V_r = 0$, а этого нет. В максимуме лучевая скорость минимальна (максимально отрицательная, т.е. направлена к нам). Сдвиг кривой лучевых скоростей относительно нуля трудно объяснить.

Первоначально использованная теория адиабатических пульсаций (нет притока тепла в места повышения температуры, то есть расширение происходит за счет тепловой энергии газа) не объясняла кривые лучевых скоростей. К тому же адиабатические колебания должны затухать. Жевакин предположил, что дополнительная энергия возникает при переходе $\text{HeI} \rightarrow \text{HeII}$ в подфотосферных слоях цефеид, связанном с прохождением ударных волн. Мощные движения газовых масс в атмосферах цефеид видны по раздвоению линий, наблюдаемому у ряда звезд. При общем сжатии (положительная лучевая скорость – движение от нас) у линий появляются фиолетовые компоненты (движение отдельных масс от центра к нам). При этом видна эмиссия в линиях, то есть горячий газ расположен над холодным.

Наконец отметим, что эволюционный статус этих звезд ясен из их положения на диаграмме Гершпрунга–Рассела в области асимптотической ветви гигантов.

2. Звезды типа β CMa

Эти пульсирующие переменные имеют спектральный класс В1–В2. Амплитуда колебаний их блеска составляет около 0.2^m . Кривые лучевой скорости терпят разрыв, что интерпретируется как выброс газовых масс.

3. Звезды типа RV Тельца

Период цефеид менее 70^d . Однако существуют и более долгопериодические пульсирующие переменные спектральных классов F, G и K. Это звезды типа RV Тельца (у которой, в частности, спектр класса G2 переходит в K3). Лучевые скорости показывают изменения радиуса, достигающие 50 млн. км, что возможно, поскольку звезды являются сверхгигантами типа Ia и Ib. Разрывы кривой указывают на прохождение ударных волн в атмосферах этих звезд.

4. Долгопериодические переменные

К этим переменным, прототипом которых являются Мира Кита, относятся звезды спектральных классов M, R, N и S, изменяющие свой блеск на 3^m – 8^m в визуальной области с периодом более ста дней (обычно 100 – 500^d).

Для этих звезд характерно:

- а) падение числа переменных с периодом более 420 дней;
- б) рост Δm_{max} с увеличением периода (хотя разброс очень велик: 200^d при $\Delta m_{max} \sim 5^m$, 300^d при $\sim 6^m$, 400^d при $\sim 8^m$);
- в) неразличимость характеристик звезд S и M классов;
- г) малые амплитуды (до 3^m) и большие периоды для углеродных звезд (класс N).

Под периодом P понимается его среднее значение, то же и под амплитудой колебаний Δm . От цикла к циклу и Δm меняются, причем иногда довольно сильно (поэтому лучше говорить цикл, а не период).

Изменения температуры значительны. Их трудно наблюдать, поскольку непрерывный спектр искажен множеством полос и линий и плохо виден). Изменение температуры соответствует изменениям блеска. В максимуме $T \approx 2300$ К, в минимуме $T \approx 1700$ К. Это одни из

самых холодных звезд.

Мирида	спектр	T_{max}, K	T_{min}, K
R Cnc	M7e	2310	1700
R Leo	M8e	2170	1820
R LMi	M8e	2270	1780
R Hya	M7e	2330	1900
R Aql	M7e	2320	1920
χ Cyg	Mpe	2240	1640

Существуют радиометричес-

кие определения температуры этих звезд. Их переменность в ИК-области составляет 1–2^m.

Сильное ослабление блеска при уменьшении температуры имеет следующие причины:

- а) увеличение поглощения в молекулярных полосах (TiO, ZrO и др.);
- б) вуалирование вследствие появления в атмосфере пыли, экранирующей излучение.

Поскольку сильны полосы TiO и ZrO, то следовало бы ожидать, что для звезд класса S, амплитуда в среднем будет меньше, чем для звезд класса M. Однако этого не наблюдается. Возможно, что звезды класса S сильнее меняют температуру или больше подвержены вуалированию. У углеродных звезд классов N и R молекулярные полосы в спектре не появляются, и их амплитуда изменения блеска действительно меньше.

Вуалирование может объяснить значительные изменения блеска, например, у χ Cyg, R And, R Cyg. Вуалирование – наблюдаемый фактор, например, у χ Cyg в минимуме блеска видно замывание линий.

У мирид большая абсолютная звездная величина, а эффективная температура низка. Поэтому их размеры очень велики, а масса достаточно умерены ($< 100M_{\odot}$), т.е. средняя плотность этих звезд ничтожна. Теория пульсаций предполагает, что выполняется соотношение $P^2\rho = const$, откуда следует, что периоды должны быть относительно велики. Очевидно, что возмущение, возникающее где-то внутри этих звезд распространяется наружу очень долго.

Обсудим спектральные особенности мирид. В максимуме блеска особых peculiarностей абсорбционного спектра не заметно. Спектр мирид примерно схож со спектрами непременных гигантов. С уменьшением температуры развиваются молекулярные полосы и блеск падает. Иногда при этом наблюдаются загадочные особенности (например, о Cet в 1924 г были видны полосы AlO). Некоторые линии поглощения имеют смещенный в фиолетовую сторону компонент. Это связано с поглощением в оболочке, движущейся от звезды (звездный ветер).

За исключением трети периода после минимума в спектрах мирид видны эмиссионные линии, сила которых полностью коррелирует с изменением блеска (у непременных поздних гигантов эмиссии нет совсем). У эмиссионных линий водорода аномальные бальмеровский декремент (линии H_{α} почти нет, а H_{β} гораздо сильнее, чем нужно), особенно после минимума. Когда линии почти исчезают, декремент близок к нормальному. Был сделан вывод, что эмиссия водорода возникает в глубоких слоях, а молекулярные линии выше и H_{α} поглощается в этих линиях. Эмиссия возникает при прохождении ударной волны, и газовая масса, ответственная за эмиссию, всплывает на поверхность.

Через 40 дней после максимума появляется эмиссия в линии CaII H со смещением 100 км/с (в фиолетовую сторону), а потом и в линии CaII K. Далее интенсивность линий растет, а смещение уменьшается. Необычна относительная интенсивность этих линий: $K \ll H$ (должно бы быть $K = 2H$). Интерпретация сходна: эмиссия образуется глубже, чем поглощение, и выше-лежащие атомы обрезают всю линию, кроме ее края. По ходу дела поглощение уменьшается и происходит смещение и усиление.

Мириды имеют собственную поляризацию, степень которой обратно пропорционально длине волны в 4 степени (рассеяние на молекулах).

5. Инфракрасные звезды

Звезда NML Tau, ярчайшая в ИК области в Тельце, была отождествлена в оптике со звездой 14-й величины, т.е. это гигант с ИК избытком. В оптике звезда переменна с периодом

1000 дней, характер переменности типичен для мирид. Аналогичная звезда NML Cyg была отождествлена со звездой 18-й величины. Она оказалась долгопериодической со спектром, типичным для углеродных звезд.

Эффективная температура звезд оказалась порядка 600 К. Очевидно, что за эту температуру ответственна не поверхность звезды, а околозвездная пылевая оболочка. Пыль поглощает излучение в УФ-видимой областях и переизлучает его в ИК диапазоне. Звезды имеют собственную поляризацию, что говорит об асимметрии оболочек (вероятно, дисков).

6. Полуправильные сверхгиганты

У этих звезд (V CVn, АК Peg) также обнаружена собственная поляризация, степень которой меняется от 1 до 7%, а угол не изменяется. Изменения поляризации коррелируют с изменением эмиссии в линии H_{α} . При уменьшении блеска степень поляризации растет, и в среднем она обратно пропорциональна длине волны. Считается, что околозвездная пылевая оболочка вокруг этих звезд типа Ia является неоднородной, с затмевающими звезду полупрозрачными облаками.

Эти и другие выше перечисленные переменные являются старыми звездами. Обратимся к молодым переменным звездам.

7. Звезды типа Т Тельца

Эти объекты относятся к субгигантам спектрального класса F–G IV–V. Их блеск имеет иррегулярные колебания (особенно в максимуме активности). Спектры показывают избытки в УФ и ИК областях.

Абсорбционный спектр похож на спектр Солнца, но линии широкие и размытые (вращение со скоростью 20–65 км/с), есть линия лития $\lambda 6707$, абсорбционная компонента у ярких линий H и K CaI (до 200 км/с). Эмиссионный спектр включает линии H_{α} , ..., CaI H,K, FeI 4063, 4132A, запрещенные линии [SII], [OI] 6300A.

Звезды объединяются в Т-ассоциации и обычно связаны с туманностями. Поскольку литий быстро распадается и у старых звезд его быть не должно, считается, что это молодые звезды, находящиеся в контракционной фазе.

8. Звезды типа UV Кита

Здесь мы имеем дело со вспыхивающими карликами поздних спектральных классов. Их блеск изменяется внезапно, быстро увеличивается (на 1–2 вел. за несколько минут) и медленнее спадает. У UV Cet блеск возрастает на 5 вел. за 100 с. Перед большой вспышкой возможно несколько слабых вспышек.

При вспышке появляется эмиссия в линиях H_{α} , H,K CaII, HeI $\lambda 4026$ и даже HeII $\lambda 4686$, а также в УФ континууме. Спектр напоминает спектр хромосферной вспышки на Солнце (даже есть радиоизлучение), но масштаб явления совершенно другой. Количество выделяющейся энергии 10–100 раз больше, чем на Солнце, а сама звезда существенно менее яркая и массивная, чем Солнце (светимость ниже на несколько порядков, масса составляет 0.08–0.16 M_{\odot}).

Объяснение этих звездных вспышек связано с магнитными полями, перезамыканием линий и т.п. Предположение Амбарцумяна о выносе и распаде дозвездного вещества отвергнуто.

Рассмотрим теперь звезды ранних спектральных классов с эмиссией в спектре.

9. Of-звезды

Это самые яркие звезд: $M_v = -7 \div -9^m$. В спектре видны эмиссионные линии HeII $\lambda 4686$, NIII $\lambda 4634, 4640, 4641$. Ионизации способствует низкая плотность газа.

Эмиссионные линии образуются в протяженной горячей оболочке над фотосферой. Мощность линий определяется размером оболочки, ширина линий – движениями в ней (турбулентность, вращение, радиальное движение).

10. Звезды типа Р Cyg

Эта переменная звезда однажды увеличила свой блеск и осталась на этом уровне. У звезды и подобных ей особый профиль спектральных линий, в котором можно выделить три компонента: а) очень широкая, неглубокая линия поглощения (следствие вращения со скоростями до 500 км/с); б) достаточно широкая и сильная эмиссионная линия (скорости движения газа до 300 км/с); в) слабая узкая линия поглощения, сильно смещенная в фиолетовую сторону, за крыло эмиссионной линии (движение газа к нам – расширение вращающейся оболочки).

11. Ве-звезды и звезды с оболочками

Спектральные линии этих звезд имеют 3 компонента: а) очень широкая, неглубокая линия поглощения (следствие вращения); б) более узкая, но сильная эмиссионная линия, на которую наложена в) очень сильная и глубокая линия поглощения, практически несмещенная относительно центра линии. В этих звездах эмиссия образуется в газовой оболочке, расширения нет, но есть сильное вращение. Оболочка крайне разрежена – у звезды 48 Lib наблюдается 41 бальмеровская линия. Эмиссионные линии переменны во времени вследствие неоднородности оболочки.

Поскольку условия отрыва особенно благоприятны на экваторе, часто оболочки имеют форму кольца, особенно в тесных двойных системах. Например, для двойной RW Tau (gK0 + dB9) отношение радиусов и светимостей равно $R_1 : R_2 = 3 : 2$ и $L_1 : L_2 = 2 : 98$, скорость вращения диска вокруг меньшего компонента 350 км/с.

12. Звезды Вольфа-Райе (WR)

Эти звезды похожи на P Cyg, но эмиссия в их спектре очень широка, а абсорбционный компонент слаб и сильно смещен в коротковолновую сторону. Абсолютная звездная величина $M \approx -4^m$. Наблюдается несоответствие ионизационной (60000–100000 К) и спектрофотометрической (~ 13000 К) температур. Очевидно, что поверхностная температура равна 60000–100000 К, а в оболочке происходит переработка коротковолнового излучения.

Например, в затменной двойной V444 Cyg (O + WR) первичный минимум вдвое уже вторичного. Это объясняется тем, что звезда WR (радиусом $R = 2R_\odot$ и массой $M = 12M_\odot$) интенсивно теряет оболочку и окружена электронным облаком (радиусом $R = 7R_\odot$), которое эффективно рассеивает свет O-звезды (сама оболочка не излучает).

13. Новые звезды

Эти звезды относятся к промежуточной составляющей (ни сферическая и ни плоская). Звезды испытывают гигантскую вспышку.

Кривая блеска у них сходна. Ее типичные детали: быстрый рост (за 2–3 дня) светимости на 9^m , остановка роста менее, чем на 1 день, дальнейший рост светимости еще на 2^m (за 1 день), плавное падение светимости на 3^m , затем иррегулярное падение еще на 3^m и затухание – возвращение к первоначальной светимости. В максимуме блеска звезда светит как сверхгигант, в минимуме – как обычный карлик. По достижении минимума звезда имеет либо постоянный блеск, либо слабые флуктуации блеска.

Для звезд типа U Gem наблюдаются частые вспышки, похожие на карликовые явления новых. Было получено эмпирическое соотношение между амплитудой изменения блеска этих звезд A и интервалом времени между вспышками P : $A = 0.8 + 1.67 \lg P$. Если использовать данную формулу для новых, то получается период в десятки и сотни лет. Пока такая экстраполяция не проверена.

Найдено эмпирическое соотношение между абсолютной звездной величиной новой при вспышке M_0 и временем затухания ее блеска на 3 величины после максимума t_3 : $M_0 = -11.5 + 2.5 \lg t_3$.

Уокер (1934 г) обнаружил, что одна из новых принадлежит двойной системе – затменной-переменной DQ Her.

Спектральные изменения новых звезд происходят одновременно с фотометрическими изменениями. У звезды V603 Aql был получен спектр до вспышки – выяснен спектральный класс А или В (деталей различить не удалось). Спектр повторных новых Т Рух и WZ Sge до и после вспышки примерно одинаков: непрерывный спектр с эмиссионными линиями водорода и гелия.

На стадии первичного подъема пока спектры получены не были. У 7 новых получены спектры на стадии конечного подъема – распределение по спектральным классам: А – 3, В – 3, F – 1. У DQ Her видна эмиссия, у остальных звезд абсорбционные линии, сильно смещенные в фиолетовую сторону (предмаксимальный спектр).

В максимуме возникает второй абсорбционный спектр с сильно смещенными в голубую сторону линиями. После первого уменьшения блеска вспыхивают эмиссионные линии и пропадает предмаксимальный спектр. Получаем типичный спектр новой – яркие симметричные эмиссионные линии и сильные линии поглощения с фиолетовой стороны (главный спектр поглощения).

При первоначальном спуске возникает третья система линий поглощения, еще более смещенная в фиолетовую сторону $\lambda_- = 2\lambda$ (так называемый диффузно-искровой спектр). Линии широки и размыты, а потом распадаются на ряд компонентов.

При падении блеска на 2 величины появляется орионов спектр поглощения (спектр звезды типа В), а диффузно-искровой спектр ослабевает. Эмиссия сопровождает и диффузно-искровой, и орионов спектр.

Когда блеск падает на 3 величины имеем переходный период – континуум сильно убывает, эмиссионные линии кажутся более интенсивными, исчезают линии CaII и NaI и появляются линии He и NIII (возбуждение растет). Поглощение исчезает совсем и появляются линии, характерные для планетарных туманностей – [OIII] и [NeIII]. Переходный период заканчивается и снова становится виден непрерывный спектр (эмиссия ослабевает).

Через некоторое время становится видна расширяющаяся туманность, которая не всегда является сферической (иногда 2 сгустка). Скорость расширения слабо меняется со временем. Для новой 1901 г – GK Per Барнард в 1916 г нашел туманность и получил скорость расширения 0.4"/год. Для новой 1918 г. – V603 Aql диск размером 1" появился через 4 месяца, а Барнард нашел скорость 1"/год (за 20 лет она не изменилась). У новой в двойной системе DQ Her Койпер в 1941 г наблюдал оболочку в виде двух сгущений. В 1942 наблюдения в линии [OIII] показали эллиптическую конфигурацию. У RR Pic также видны 2 сгустка. Иногда оболочка клочковата, но у DQ Her она более или менее равномерна.

Можно оценить размер фотосферы, используя соотношение $\lg R = \frac{5900}{T} - 0.2M_v - 0.02$.

Звезда	максимум				минимум		
	M	sp	T, K	R_{max}/R_{\odot}	M	$R [T = 40000]$	$R [T = 10000]$
V603 Aql	-9.2	A5	8500	320	2.7	0.33	1.2
DQ Her	-5.6	F0	7500	95	8.1	0.03	0.1
GK Per	-8.5	A0	10500	170	4.8	0.13	0.46

Радиус DK

Лас менялся от фазы к фазе следующим образом:

Дата	22 янв (макс)	28 янв (глав.спектр)	20 фев (орион.сп.)	14 мая (неб)
R/R_{\odot}	150	90	5.5	1.7

Массы новых определены для двойных звезд: Т СгВ (спектральная двойная с периодом 227 дней) $2.1 M_{\odot}$, DQ Her (наблюдался спектр одного компонента) $0.27 M_{\odot}$ (в предположении $M_1 = M_2$).

Интерпретация явления новой звезды – взрыв и сбрасывание оболочки. Главная оболочка дает главный спектр, диффузно-искровой и орионов спектры следствия непрерывного истечения и выброса новых оболочек. Масса оболочек определяется по интенсивности эмиссионных

линий и равны $10^{-6} - 10^{-4} M_{\odot}$. Поскольку планетарные туманности на 3 порядка больше и скорости не те, эти туманности и новые – разные явления.

Почти всегда новая звезда является двойной. Та звезда, которая наблюдается как новая, есть карлик, другая звезда является вырожденной (например, красный или белый карлик). Карлик (обычный) заполняет полость Роша, вещество перетекает на вырожденную звезду. Сечение струи уменьшается по мере приближения к звезде, происходит разогрев, причем такой сильный, что при падении на звезду могут начинаться ядерные реакции (падает водородный газ). В результате происходит взрыв, сбрасывающий оболочку (аккреционный диск). Накопится нужное количество вещества, произойдет взрыв, и опять накапливается вещество и т.д. (перетекающая масса не велика, можно наблюдать повторность).

14. Сверхновые звезды

В туманности Андромеда в 31 августа 1885 г появилась звезда 6-й величины, тогда как величина всей туманности 4.4^m . 17 августа в этой туманности не было звезд, ярче 15-й величины. Звезда угасала и в марте 1886 г исчезла. Считали, что это новая, поскольку внегалактическая природа туманности не была установлена. Лундмарк построил кривую блеска и, оценив расстояние до туманности в 200 кпс, получил $M_{max} = -15^m$. Шепли утверждал, что это новая с $M_{max} = -6 \div -7^m$ и расстояние определено неверно (M31 – галактический объект).

В 1895 г наблюдалась вспышка Z Cen ($m = 7.2^m$, тогда как $m \approx 12^m$) в NGC5253, что удивительно, поскольку это карликовая галактика. В период 1895–1920 наблюдалось 10 вспышек, и было найдено, что величина звезды примерно равна величине галактики, вспышки происходят в галактиках всех типов, частота вспышек составляет 1 раз в 1000 лет для одной галактики.

Итак, в 1919 г Лундмарк отметил, что есть необычно яркие новые. В 1934 г Цвикки и Бааде предложили назвать их сверхновыми. К этому времени внегалактическая природа спиралей была установлена Хабблом.

Лундмарк изучал хроники и нашел, что в 1054 г была сверхновая около того места, где находится M1, но отождествление M1 с остатком сверхновой было сделано только в 1928 г Хабблом.

Поскольку вспышки сверхновых в нашей Галактике маловероятны, нужно было массово изучать другие галактики. В 1933 г Цвикки начал патрулировать галактики в $10''$, а с 1936 с $18''$ телескопом системы Шмидта. За 3 года было получено 1625 негативов, что соответствовало слежению за одной галактикой в течение 5150 лет, т.к. области патрулирования были выбраны в скоплениях галактик. Было обнаружено 12 вспышек (частота 1 раз в 430 лет), и в частности для ярких галактик – 5 вспышек (1 раз в 360 лет). Были построены детальные кривые блеска (Бааде) и изучены спектры (Минковский).

С 1958 по 1963 г на $48''$ телескопе системы Шмидта были обнаружены 82 сверхновые. Выяснилось, что сверхновые разбиваются на 2 группы. У сверхновых I-го типа, хотя и есть некоторое разнообразие, но очень четкий вид кривой блеска: быстрый рост яркости и быстрый ее спад на 2.5 величины, затем угасание с меньшей почти постоянной скоростью (0.014^m в день или в 2 раза за 55 дней). У сверхновых II-го типа кривые блеска очень разнообразны, но в среднем имеют: быстрый рост и быстрый спад на 1.5 величины (при этом максимум шире, чем у сверхновых I-го типа), ступенька и снова быстрый спад яркости.

Сверхновые I-го и II-го типа различаются по спектру, правда есть сверхновая в NGC 4725 с кривой блеска, типичной для I-го типа, и спектром II-го типа, к которому она и отнесена. Величина в максимуме также различается: $M_{max} = -19^m$ для сверхновых II-го типа и $M_{max} = -17.5^m$ для I-го типа. Сверхновые I-го и II-го типа вспыхивают в разных галактиках: первые в любых галактиках (эллиптических и пекулярных), вторые только в Sb и Sc галактиках, причем только в их рукавах. Сверхновые II-го типа относятся к молодому (I-й тип) населению (возраст $< 10^8$ лет). Сверхновые I-го типа вспыхивают в эллиптических га-

лактиках, где нет пыли, и относятся к старому (II-й тип) населению (возраст $< 10^{10}$ лет). Можно предположить, что массы последних меньше $1.2M_{\odot}$. Частота вспышек сверхновых II-го типа, вероятно, больше, чем частота появления сверхновых I-го типа.

В 1937 г Минковский получил щелевые спектрограммы для двух сверхновых (в IC 4182 и NGC 1003) в области 3700–6700 Å с дисперсией 73 Å/мм. Обе звезды показали одинаковый спектр (I-го тип), включающий широкие перекрывающиеся эмиссионные линии. При переходе через максимум радикальных изменений спектра не было, но после двух недель произошли изменения в область длин волн, больших 5000 Å, в остальной области изменения были мало заметны (наблюдался широкий максимум на 4600 Å, и вся система линий медленно перемещалась в красную сторону). В области более 5000 Å изменялась относительная интенсивность разных линий. Через 300 дней после вспышки появились узкие линии в районе 6300 Å (отождествлена только линии [OI] на 6364 Å).

В 1940 г сверхновая в NGC 4725 показала совсем другой спектр, а в 1941 г и сверхновая в NGC 4559 – такой же. Тогда и разделили сверхновые на два типа, и лишь потом нашли, что и кривые блеска у сверхновых этих типов различны. В спектрах сверхновых II-го типа до максимума и сразу после него наблюдается интенсивный УФ континуум, соответствующий $T \approx 40000$ К, без эмиссии. Спустя неделю после вспышки появляется эмиссия в районе H_{α} . Затем возникают широкие линии, отождествленные с линиями водорода, гелия и т.д. (ширина линий соответствует скоростям $7-8 \cdot 10^3$ км/с). В общем спектры похожи на спектры новых звезд, но, во-первых, ширина линий много больше, а, во-вторых, – нет полос, соответствующих запрещенным переходам, что говорит о большой плотности вещества и, следовательно, большой массе оболочек. Грубые оценки дали массу оболочки, равную, $\sim 1M_{\odot}$. Был сделан вывод о том, что велика масса вспыхнувших звезд. Это соответствует тому факту, что эти сверхновые появляются в спиральных рукавах.

Иногда выделяют еще несколько типов сверхновых. Сверхновые III-го типа качественно похожи на сверхновые II-го типа, но отличаются от последних тем, что УФ спектр наблюдается несколько недель после максимума (для II-го типа только неделю), ширина линий достигает 12000 км/с, а плотность и масса вещества так велики, что после максимума наблюдаются полосы только приближающейся к наблюдателю части оболочки (через некоторое время ширина увеличивается и смещение исчезает).

Сверхновые IV-го типа сходны со сверхновыми I-го типа, но в максимуме УФ часть спектра у них сильна, чего нет для I-го типа, и полосы имеют явно иное положение и интенсивность. Представитель – сверхновая в NGC 3003 (возможно, просто пекулярный объект).

Сверхновые V-го типа имеют своим типичным представителем η Cas. Они похожи на новые звезды тем, что скорости вещества невелики (~ 2000 км/с), но через 18 месяцев у них не было видно запрещенных линий, т.е. масса оболочки велика ($\sim 10M_{\odot}$). У самой η Cas в минимуме $m \approx 8^m$, а в максимуме $m \approx -1^m$, т.е. амплитуда мала по сравнению со сверхновыми I-го типа ($\Delta m \sim 20^m$).

Попытку интерпретации спектра сверхновой I-го типа предприняли Уиппл и Пейн-Гапошкина. В 1938 г они получили синтетический спектр для нормального химического состава и скоростей 6000 км/с, спектры оказались похожи на наблюдаемые у сверхновых II-го типа.

Мак-Лафлин рассмотрел спектр сверхновой в NGC 4214 (I-й тип по кривой блеска и развитию спектра, но есть пекулярности, которые позволили кое-что выяснить). Он сделал следующие выводы: непрерывный спектр – наложение широких эмиссионных линий, линии $\lambda 3960$ и 4390 Å – смещенные линии HeI 4026 и 4472 Å, ширина линий $\Delta \lambda \approx 60 - 80$ Å, т.е. $v \sim 7500$ км/с. Далее удалось отождествить линии поглощения HeI (основной компонент), CII, OII и SiII. Все линии, кроме водородных, наблюдались как смещенные минимумы в спектре. Относительная интенсивность их, как у бедных водородом ранних В звезд. Итак, было сделано

закключение, что сверхновые I-го типа бедны водородом. Запрещенные линии [OI] в спектре IC 4182 позволили оценить массу оболочки у сверхновых этого типа – $\sim 0.1M_{\odot}$ (примерно равно массе Крабовидной туманности).

Рассмотрим сверхновые в нашей Галактике. Это представляет интерес для обнаружения остатков сверхновых. Изучение китайских, японских и арабских хроник дает ряд данных. Используя неизменность положения объекта, как тест, чтобы исключить кометы, были найдены:

- а) сверхновая 185 г в Центавре ($\alpha = 14.2^h, \delta = -60^\circ$);
- б) сверхновая 369 г в Кассиопее ($\delta = +54^\circ$);
- в) сверхновая 1006 г (Али бен Ридван) в Скорпионе ($\alpha = 15^h 13^m, \delta = -45^\circ 28'$), что довольно близко к планетарной туманности NGC 5882;
- г) сверхновая 1054 г. Лундмарк в 1921 г заключил, что она находится около Крабовидной туманности. В том же году Лампланд обнаружил ее переменность, а Дункан – расширение, причем полученная скорость дала начальный момент 900 лет назад. Но лишь в 1928 г Хаббл связал все это воедино, но опубликовался в плохом журнале. В 1938 г Лундмарк повторил вывод Хаббла.
- д) сверхновая 1572 г (Тихо Браге) ($\alpha = 0^h 22^m, \delta = +63^\circ 52.5'$), около которой есть радиоисточник и очень слабая туманность.
- е) сверхновая 1604 г (Кеплер) в Змееносце ($\alpha = 17^h 28^m, \delta = -21^\circ 26.5'$).

После вспышки сверхновой остается остаток сверхновой и нейтронная звезда. Наиболее известный пример остатка – Крабовидная туманность, дающая синхротронное излучение вследствие движения релятивистских электронов в магнитном поле. В 1967 г радиоастрономы обнаружили пульсирующие источники радиоизлучения (пульсары). Пульсар был обнаружен и в Крабовидной туманности. Нашли также слабую звезду, соответствующую пульсару (в радио, оптическом и рентгеновском диапазоне пульсации с периодом 0.033 с). Модель пульсара предполагает, что мы имеем дело с направленным излучением – излучение идет вдоль магнитной оси, которая может не совпадать с осью вращения звезды. Очень короткий период вращения (около 0.01 с) свидетельствует в пользу того, что звезда очень мала (несколько десятков км).

Обратимся к интерпретации вспышки сверхновой. Напомним, что звезда большой массы с железным ядром представляет собой слоеный пирог (несколько слоев источников), где внешний слой состоит из водорода. Если бы сбрасывалась такая оболочка, то были бы видны линии водорода, но они есть только у сверхновых II-го, но I-го типа. В звездах с железным ядром ядерные реакции в ядре не протекают и нечем сдерживать давление внешних слоев. Происходит сжатие ядра, его разогрев до $T \sim 10^{10}$ К, появляются энергичные фотоны, происходит фотодезинтеграция – фотоны разбивают ядра с образованием протонов и нейтронов. Вследствие этого ядро охлаждается, и происходит коллапс, плотность возрастает и начинается реакция $p^+ + e \rightarrow n + \nu$ и нейтрино уходят. Происходит нейтронизация вещества, коллапс продолжается, нейтроны упаковываются, наступает вырождение (плотности более 10^{17} г/см³). В ядре возникает ударная волна, которая срывает оболочку звезды – образуется остаток сверхновой и нейтронная звезда. Это сверхновые II-го типа с богатыми водородом оболочками. Эти сверхновые – массивные звезды, которые быстро эволюционируют и эффективно обогащают окружающую среду тяжелыми элементами. Звезды светят за счет радиоактивного распада сначала никеля (период полураспада 56 дней), затем кобальта (78 дней).

Разберемся со сверхновыми I-го типа. Вспомним новые звезды – в них вещество с одной звезды перетекает на белый карлик. Однако масса карлика может стать и больше предельной $1.4 M_{\odot}$. Тогда начинается коллапс, следующая устойчивая стадия – нейтронная звезда. Другая возможность – слияние двух нейтронных звезд. Очевидно, в этих случаях у звезд нет водородной оболочки.

Некоторые свойства нейтронных звезд очевидны: а) быстрое вращение ($vMR = const$, а R мало); б) очень сильные магнитные поля ($HR^2 = const$, при $R \sim 10$ км, $H \sim 10^{12}$ Гс).

Это способствовало отождествлению пульсаров с нейтронными звездами. Заметим, что если масса оказывается достаточно большой, то нейтронная звезда оказывается неустойчивой – происходит коллапс и образование черной дыры. Радиус Шварцшильда (скорость убегания равна скорости света) для объекта с $M = 1M_{\odot}$ равен 3 км (при $M = 9M_{\odot} - 9$ км); он определяет горизонт событий. Подозрение на черную дыру – темный массивный объект (например, Cyg X-1) дают двойные, для которых из смещения линий знаем скорости, периоды и суммы масс, есть рентгеновское излучение (следствие аккреции на черную дыру) и гравитационное красное смещение.

Хоукинс показал, что черные дыры испаряются – вблизи них появляются пары электрон-позитрон, которые аннигилируют с излучением. Если пара рождается около (снаружи) горизонта событий, то электрон или позитрон может попасть за горизонт событий, а вторая частица уйдет – происходит потеря массы.

Отметим существование рентгеновских звезд. Из облака образуются группы звезд, могут возникать широкие двойные звезды (разделенные системы). Звезда с большей массой эволюционирует быстрее. Когда она заполняет свою полость Роша, система становится полуразделенной, происходит перетекание вещества. Масса второй звезды системы увеличивается, а первой уменьшается (и полость Роша уменьшается). Процесс перетекания может длиться долго, и существенная часть массы может перетечь. Первая звезда проэволюционирует и становится вырожденной. Пусть изначальное соотношение масс компонентов двойной меньше, чем 3:1. Вторая звезда становится гигантом, эволюционирует и постепенно приближается к границам полости Роша. Хотя из-за звездного ветра масса теряется, попадая частично на 1-ю (теперь нейтронную) звезду. (Пропустим стадию: 1-я звезда – звезда Вольфа-Райе (WR), 2-я звезда – звезда класса O, тогда 1-я звезда взрывается как сверхновая. Поскольку ее масса меньше, система не разрушается.) При приближении к поверхности звезды происходит сильный разогрев падающего вещества (до 10^7 К), начинает излучаться рентгеновское излучение. Cyg X-1 – объект, находящийся на такой стадии. (Иногда происходит вспышка рентгеновского излучения (X-ray bursts) в объекте нейтронная звезда и карлик, заполнивший полость Роша.) Следующая фаза – 2-я звезда заполняет полость Роша, более бурное перетекание вещества (оболочка становится непрозрачной для рентгеновского излучения – режим сверхкритической аккреции). Пример – объект SS 433, в спектре которого были найдены линии со сдвигом до 80000 км/с. Здесь мы имеем звезду, у которой есть две струи, истекающие с очень высокими скоростями (есть орбитальное движение и прецессия). Заметим, что новые звезды включают карлики, а здесь карликов нет. Если 2-я звезда звездой WR, а затем сверхновой, то при взрыве звезды большей массы может произойти разваливание системы и появление одиночной нейтронной звезды. Известен один двойной пульсар. Если одна звезда гораздо массивнее другой, то 1-я звезда эволюционирует и заполняет свою полость Роша, происходит очень сильное перетекание вещества, но не все вещество захватывается 2-й звездой – вокруг системы образуется общая оболочка. Происходит взрыв 1-й звезды (SN) и образование нейтронной звезды. Сообразуется пара – нейтронная звезда + красный карлик, который через некоторое время заполняет полость Роша. Происходит перетекание вещества и появляется рентгеновское излучение (пример – Her X-1). Существуют и другие возможности эволюции звезд в двойных системах.