

КОСМОГОНИЯ И СОВРЕМЕННАЯ АСТРОФИЗИКА*

Деятнадцатое столетие и первое десятилетие двадцатого столетия ознаменовались появлением целого ряда «космогонических гипотез» и вообще усиленным вниманием к вопросам космогонии. Весьма характерно, что рассматриваемый при этом круг вопросов касался главным образом происхождения и развития нашей солнечной системы, не затрагивая сколько-нибудь серьезно развития звезд вообще и той звездной системы, в которую входит наше Солнце. Такое ограничение, легко объясняющееся отсутствием хоть сколько-нибудь определенных данных о природе звезд (кроме Солнца) и структуре Галактики, сразу приводило к большим трудностям. Мы имели некоторое представление о состоянии Солнца в данный момент, но не было никаких эмпирических данных о состоянии Солнца в предыдущие эпохи. Между тем именно Солнце является главным телом солнечной системы. Таким образом, все представления о состоянии солнечной системы в предыдущие эпохи основывались только на знании современного его состояния. Поэтому космогонические гипотезы сводились почти исключительно к умозрительным рассуждениям на основе известных законов механики.

Единственным способом проверки являлось сравнение результатов, вытекающих из гипотезы, с состоянием системы, заданным для одного момента и одного экземпляра.

Применение спектроскопических и других астрофизических методов исследования привело в двадцатом столетии к необычайно быстрому расширению наших сведений о звездах. Поэтому естественно, что были сделаны первые попытки построить теорию эволюции звезд вообще, а не только Солнца.

Здесь дело уже представлялось значительно менее безнадежным. Наблюдения указывали на то, что различные звезды находятся в различных состояниях, обладая самыми различными диаметрами, массами и яркостями. Естественно думать, что среди многочисленных наблюдаемых нами состояний звезд есть такие, которые переходят с течением

* Уч. зап. ЛГУ, № 17, 96, 1937.

времени одно в другое, т. е. что одни из наблюдаемых звезд с течением времени приобретают физические характеристики, наблюдаемые у других звезд. Поэтому задачей теории звездной эволюции является выяснение того, какие же из наблюдаемых состояний звезд эволюционно связаны между собой. Такое связывание отдельных звеньев в эволюционную цепь должно, конечно, производиться на основании той или иной физической гипотезы.

То, что было сказано здесь про отдельные звезды, применимо также к совокупности двойных звезд, звездных скоплений и т. д.

Весьма важным для построения физической гипотезы о развитии звезды является учет фактов статистического характера, как, например, функция распределения светимостей (функция светимости), функция распределения пространственных скоростей для звезд с различными физическими характеристиками и т. д. Мы увидим, что значение этих фактов огромно.

Начнем с разбора современных данных об отдельных звездах, а затем перейдем к данным о звездных системах.

Отдельные звезды

Внешними характеристиками отдельных звезд являются три величины: масса M , светимость L и радиус R . Кроме того, звезды могут отличаться друг от друга по химическому составу. Это, однако, не значит, что совокупность звезд есть совокупность, зависящая от трех или более произвольных параметров. На самом деле опыт показывает, что между этими параметрами существуют зависимости.

Для всех звезд, за исключением белых карликов, имеет место Эддингтоновское соотношение между массой и светимостью. Для звезд данной массы дисперсия светимостей настолько мала, что это соотношение трудно назвать корреляцией. Речь идет о почти строгой функциональной зависимости. Все звезды главной последовательности и звезды-гиганты ей подчиняются. Таким образом остаются только два свободных параметра для них: L и R . На самом деле между L и R также существует корреляция, изображаемая диаграммой Рессела. Согласно этой диаграмме, звезды малой светимости (слабее абсолютной величины $+2^m$) имеют сравнительно малую дисперсию радиусов, в то время как дисперсия радиусов для более ярких звезд огромна. Фактически звезды абсолютно ярче $+2^m$ встречаются с самыми различными радиусами. Например, звезды с абсолютной яркостью -2^m встречаются как среди звезд типа В, так и среди сверхгигантов типа М. Их радиусы отличаются друг от друга в сотни раз.

Среди звезд очень низкой светимости (абсолютная величина слабее $+10^m$) также имеется огромная дисперсия (белые карлики и красные карлики).

Но если взять только звезды главной последовательности с абсолютными яркостями между $+2^m$ и 10^m , то можно сказать, что они образуют совокупность, зависящую только от одного параметра — массы. Для них при данной массе дисперсии радиусов и светимостей малы.

Поскольку все состояния этих звезд определяются одним параметром — массой, то последовательное и *непрерывное* прохождение звезды через эти состояния должно быть связано с изменением массы.

Звезды же более яркие, чем $+2^m$ и более слабые, чем $+10^m$ могли бы испытывать непрерывные эволюционные изменения без заметного изменения массы, переходя из одного класса в другой.

Однако нужно отметить, что мыслимы и скачкообразные изменения. Например, мыслимы переходы звезды типа F главной последовательности в состояние белого карлика без изменения массы. Но этот переход должен неизбежно сопровождаться изменением яркости на конечную величину, в короткий промежуток времени. Иначе мы наблюдали бы среди звезд такой массы объекты промежуточной светимости.

До сих пор принималось, что изменение массы звезды может происходить только в результате потери массы, происходящей в свою очередь вследствие излучения звезды. Однако эта потеря массы происходит настолько медленно, что для заметного изменения массы звезды требуется, чтобы излучение продолжалось в течение времени порядка 10^{13} лет. Тем самым гипотеза о значительном изменении массы при эволюции звезды приводит к определенной величине продолжительности процесса этой эволюции.

С другой стороны, имеется ряд весьма веских аргументов в пользу того, что возраст всей нашей звездной системы не превосходит 10^{10} лет. Эти аргументы будут приведены далее. Укажем здесь только на один факт. Известно, что в распределении звезд по галактической долготе встречаются нерегулярности и неоднородности. Эти неоднородности вызываются, вероятно, как неравномерностями в распределении звезд, так и неравномерностями в распределении темной материи. Между тем галактическая система находится в состоянии вращения вокруг общего центра тяжести. Поэтому в результате нескольких десятков оборотов должно было бы произойти полное смешение звезд (и космической пыли) и распределение должно было бы стать равномерным по долготе за исключением *случайных* флуктуаций как для звезд, так и для темной материи. Этого нет. Следовательно число оборотов, которое успела претерпеть Галактика со времени своего возникновения как звездной системы, не может быть порядка больше десяти. По всем данным период

обращения в галактической системе заключен между $2 \cdot 10^8$ и $3 \cdot 10^8$ лет. Потому и возраст Галактики по порядку не должен превосходить $3 \cdot 10^9$ лет и во всяком случае 10^{10} лет. Как вероятную верхнюю границу, можно указать $2 \cdot 10^9$ лет.

С другой стороны, данные геологии и минералогии приводят для возраста земли тоже к цифре порядка $2 \cdot 10^9$ лет. Считая, что возраст земли является нижней границей для возраста Галактики, мы приходим к заключению, что вообще возраст галактической системы измеряется сроком в $2 \cdot 10^9$ лет.

Таким образом, возникают две противоположные концепции: одна — о «долгой шкале времени» эволюции порядка 10^{13} лет; другая — о «короткой шкале времени» эволюции порядка $2 \cdot 10^9$ лет.

Если справедлива долгая шкала эволюции, то звезды в течение своего развития успевают сильно изменить свою массу и перемещаются вдоль главной последовательности диаграммы Рессела от В к М.

Если справедлива короткая шкала, то изменение массы вследствие лучеиспускания незначительно. Эволюция тогда будет сводиться либо к перемещению на диаграмме Рессела по прямой постоянной светимости (поскольку соблюдается соотношение масса—светимость), либо к скачкам из области «обычных» звезд в область белых карликов (где нарушается соотношение масса—светимость) или обратно.

При этом очевидно, что для звезд абсолютно ярче $+2^m$ горизонтальное перемещение по диаграмме Рессела, связанное с изменением радиуса и эффективной температуры, может происходить в весьма широких пределах. Для звезд же слабее $+2^m$ это горизонтальное перемещение может происходить лишь в весьма узких пределах, так как дисперсия радиусов для звезд данной массы невелика. Впрочем возможно, что радиус звезды данной абсолютной величины (между $+2^m$ и $+10^m$) может и сильно отличаться от радиуса «нормальной» звезды такой светимости, т. е. звезды, находящейся в главной последовательности диаграммы Рессела. Однако продолжительность существования звезд с таким радиусом должна была бы быть сравнительно невелика, вследствие чего мы их мало наблюдаем. Интересно в связи с этим отметить, что слабые компоненты затменных переменных имеют радиусы, как правило, большие, чем «нормальные» радиусы звезд той же светимости. До сих пор не доказано, что этот факт может быть полностью объяснен наблюдательной селекцией.

Что касается скачкообразных переходов из главной последовательности в область белых карликов, то на них мы остановимся дальше.

Таким образом, для теории звездной эволюции фундаментальным вопросом является выбор между долгой и короткой шкалой времени эволюции. Решение этого вопроса уже само ограничивает различные

возможные гипотезы о последовательностях тех наблюдаемых состояний, которые эволюционно связаны между собой.

Для того чтобы осветить вопрос о правильности той или иной шкалы времени, мы обратимся к рассмотрению звездных систем, входящих в состав нашей Галактики и прежде всего к двойным звездам.

Двойные звезды

Двойные звезды представляют собой значительно более широкое поле для поисков эволюционных связей, чем одиночные звезды. Это следует уже из того, что вместо трех параметров L , M и R , доступных наблюдению и притом еще связанных между собою, имеется значительно большее число их. Главнейшими параметрами этими являются L , M , R для *главной звезды* и для *спутника*, большая полуось орбиты a и полный вращательный момент H системы. Другие параметры, характеризующие ориентацию орбиты в пространстве для космогонии, вероятно, менее существенны. Однако удобнее вместо полного вращательного момента H рассматривать эксцентриситет, вместе с массами и большой полуосью определяющий величину той части полного вращательного момента, которая связана с орбитальным движением и которая обычно близка к полному моменту.

Джинс указал на то, что среди звезд с определенными орбитами число пар с эксцентриситетами между ϵ и $\epsilon + d\epsilon$ пропорционально $\epsilon d\epsilon$. С другой стороны, можно легко вычислить, что и при статистическом равновесии, т. е. при наиболее вероятном распределении, число пар с эксцентриситетами между ϵ и $\epsilon + d\epsilon$ должно быть тоже пропорционально $\epsilon d\epsilon$.

Поэтому Джинс заключил, что это наиболее вероятное распределение элементов орбит имеет место в нашей звездной системе. Между тем установление наиболее вероятного распределения элементов орбит требует некоторого времени. Это время — называемое временем релаксации — может быть вычислено на основании того, что причиной изменений элементов орбиты пары является прохождение поблизости от пары посторонней звезды. Эти изменения и приводят к установлению наиболее вероятного распределения.

Очевидно, что время релаксации зависит от взятой совокупности пар в том смысле, что оно различно для совокупности тесных пар и для совокупности далеких пар. Для тесных пар с большими полуосями орбит — порядка нескольких астрономических единиц или нескольких десятков астрономических единиц — время релаксации будет порядка 10^{13} лет. Поэтому, принимая во внимание, что пары с известными орби-

тами являются такими тесными, Джинс утверждал, что распределение эксцентриситетов орбит двойных звезд является доказательством правильности долгой шкалы времени эволюции.

На самом же деле, как показал автор, это утверждение оказалось ошибочным. Дело в том, что пропорциональность числа орбит с эксцентриситетом между ε и $\varepsilon + d\varepsilon$ величине $\varepsilon d\varepsilon$ должна осуществляться не только при наиболее вероятном распределении двойных звезд в фазовом пространстве, но будет иметь место и при весьма широком классе других мыслимых распределений.

Из элементарных соображений очевидно, что распределение координат и скоростей спутников, отнесенных к координатной системе, связанной с главной звездой, определяет собой однозначно распределение элементов орбит спутников вокруг главных звезд. Поэтому вместо того, чтобы изучать закон распределения элементов, мы можем изучить закон распределения в фазовом пространстве и наоборот. Закон распределения в фазовом пространстве при статистическом равновесии (закон Больцмана) утверждает, что плотность в фазовом пространстве пропор-

циональна $e^{-\frac{E}{\theta}}$, где E — энергия орбитального движения в паре, а θ — так называемый „модуль“ распределения.

Оказывается, что число эксцентриситетов, заключенных между ε и $\varepsilon + d\varepsilon$, будет пропорционально $\varepsilon d\varepsilon$ не только в том случае, когда плотность пропорциональна $e^{-\frac{E}{\theta}}$, но и во всех случаях, когда фазовая плотность есть любая произвольная функция энергии E . Поэтому из наблюдаемого распределения эксцентриситетов нельзя делать выводов о том, что уже установилось наиболее вероятное распределение

Надо исследовать распределение самих энергий и проверить по нему Больцмановский закон. Такое исследование распределения энергий пар, т. е. распределения больших полуосей, не может быть основано на материале известных орбит. В самом деле, здесь избирательность имеющегося материала испортила бы все. Ведь орбиты известны только для тех случаев, когда большая полуось достаточно мала и, следовательно, мал период.

Однако автору удалось показать, что мы можем сделать вывод о законе распределения больших полуосей, исходя из наблюдаемого распределения величины проекции расстояний между компонентами на небесную сферу.

Обработка весьма богатых и полных данных, собранных в недавно появившемся каталоге визуально двойных звезд Эйткена, привела к заключению, что полное число всех орбит с большими полуосями, за-

ключенными между a и $a + da$, пропорционально $\frac{da}{a}$. Но отсюда нужно еще получить плотность в фазовом пространстве. Предположим, что фазовая плотность f зависит только от большой полуоси (т. е. от энергии). Тогда нетрудно показать, что полное число пар с большими полуосями между a и $a + da$ должно быть пропорционально $f\sqrt{a} \cdot da$. Отсюда следует, что из наблюдений мы имеем:

$$f = \frac{C}{a^{3/2}},$$

где C — постоянная. Таким образом, фазовая плотность, полученная из наблюдений, не представляется Больцмановской формулой.

Расхождение между Больцмановской формулой и наблюдаемой фазовой плотностью станет особенно ясным, если принять во внимание следующее: модуль распределения θ должен быть равен двум третям кинетической энергии поступательного движения. Зная, что скорости поступательного движения звезд в среднем достигают порядка 30 км/сек, нетрудно заключить, что для $a > 10$ астрономических единиц энергия орбитального движения E будет мала по сравнению с θ . Поэтому для $a > 10$ астрономических единиц можно положить $e^{-\frac{E}{\theta}} = 1$. Таким образом, для широких пар мы должны, согласно формуле Больцмана, приблизительно иметь $f = \text{const}$ вместо наблюдаемого закона

$$f = \frac{C}{a^{3/2}},$$

который выведен как раз из наблюдений широких пар. Поскольку наблюдения охватывают почти полностью интервал от 100 до 10 000 астрономических единиц, то расхождение между наблюдаемым законом и законом Больцмана очень велико (около 1000 раз). Поэтому на самом деле распределение Больцмана среди двойных звезд не осуществляется хотя бы в самом грубом приближении.

Между тем вычисление показывает, что время релаксации для широких пар (от 1000 до 10 000 астрономических единиц) порядка 10^{10} лет. Если для них еще не установилось наиболее вероятное распределение, то это указывает на то, что возраст нашей звездной системы не превышает 10^{10} лет.

Но не только в этом заключается отклонение от наиболее вероятного распределения. При процессах сближений звезд между собою должно происходить разрушение и образование пар. Так, в результате сбли-

жения двойной звезды с одиночной двойная звезда может распасться, и после сближения мы будем иметь три удаляющиеся друг от друга звезды. Возможны и обратные процессы, когда три звезды сближаются между собою и в результате получается одна двойная звезда и одна одиночная, которая получает увеличение кинетической энергии за счет энергии, освобожденной в результате образования двойной звезды. С течением времени должно установиться некоторое диссоциативное равновесие. При этом диссоциативном равновесии число двойных звезд с большими полуосями, заключенными в некоторых пределах (между a_1 и a_2), целиком определяется концентрацией одиночных звезд (их числа в кубопарсеке) и модулем распределения θ . И та и другая величины нам известны. Поэтому из формулы диссоциативного равновесия мы можем найти относительное число двойных звезд среди одиночных. Оказывается, что вычисленный таким образом процент широких двойных звезд в десятки миллионов раз меньше наблюдаемого. Отсюда следует, что диссоциативное равновесие среди широких пар еще не наступило. Между тем для пар с расстоянием от 1000 до 10 000 астрономических единиц это диссоциативное равновесие должно было бы наступить тоже в течение промежутка времени порядка 10^{10} лет. Таким образом, и в этом случае отклонение от статистического равновесия указывает на правильность короткой шкалы эволюции звездной системы.

Что касается данных, относящихся к яркостям компонент двойных звезд, то они до сих пор не нашли серьезной интерпретации. Между тем именно эти данные могут пролить яркий свет на вопрос о происхождении двойных звезд.

Укажем, например, на один поразительный факт, с которым мы здесь встречаемся.

Для каждой рассматриваемой группы двойных звезд мы можем составить функцию светимости спутников, т. е. такую функцию $\varphi(M)$, что $\varphi(M) dM$ есть процент спутников с абсолютными величинами, заключенными между M и $M + dM$.

Если мы возьмем все двойные звезды, у которых главная звезда принадлежит к спектральным классам O и B, то оказывается, что $\varphi(M)$ практически постоянно в пределах, заключенных между яркостью главной звезды (т. е. средней яркостью звезд типа B) и абсолютной яркостью $+ \dots$. Таким образом, относительное число карликов среди спутников звезд типа B мало по сравнению с числом карликов среди звезд вообще. Иными словами, кривая светимости спутников звезд типа B очень сильно отличается от кривой светимости звезд вообще и притом в смысле бедности карликами.

Наоборот, кривая светимости для спутников звезд-гигантов типов G—K весьма напоминает кривую светимости звезд вообще, т. е., чем

слабее спутники, тем чаще они встречаются. Дело обстоит таким образом, как если бы спутники этих желтых гигантов были случайным образом взяты из совокупности всех одиночных звезд.

Значение этого факта с точки зрения теории развития звезд и звездной системы пока для нас непонятно. Быть может, для его интерпретации прежде всего нужно будет узнать разницу во внутренней природе белых и желтых гигантов.

Открытые звездные скопления

Открытые скопления тоже могут быть охарактеризованы посредством целого ряда параметров. Важнейшими из них являются: 1) полное число звезд в скоплении и 2) полная энергия E скопления, рассматриваемого как замкнутая механическая система.

Рассмотрим, как должно вести себя скопление, представленное самому себе. Очевидно, что при движении звезд внутри скопления будут происходить их сближения между собою и, следовательно, обмен кинетическими энергиями. В результате первоначальное распределение энергий будет меняться, и по истечении времени релаксации распределение скоростей в каждом элементе объема приблизится к распределению Максвелла-Больцмана.

Но при Максвелловском распределении скоростей всегда будет существовать некоторая часть звезд таких, что их кинетическая энергия превосходит энергию отрыва от скопления. Иными словами, при Максвелловском распределении скоростей некоторая часть звезд будет обладать скоростями, превосходящими критическую.

Таким образом, превращение первоначального распределения скоростей в Максвелловское приводит к появлению определенного процента звезд с такими большими скоростями. Такие звезды покидают скопление. Но вместо них должны появиться в результате сближений другие звезды со скоростями, превосходящими критическую, и т. д. Таким образом, скопление должно медленно терять звезды. Должна происходить диссипация звездного скопления. При этом в первую очередь из скопления должны выбрасываться звезды с малой массой, т. е. карлики.

Время, в течение которого произойдет разрушение скопления до половины его первоначального численного состава, зависит только от плотности скопления в случае, когда оно состоит из звезд равной массы. Вычисление показывает, что при наблюдаемых плотностях время, в течение которого скопление разрушится наполовину, не превосходит 10^{10} лет. Для изгнания же карликов из скоплений требуются в несколько раз более короткие сроки.

Таким образом, рассматривая эволюцию некоторого скопления, мы видим, что число звезд, особенно слабых, должно постепенно убывать. Но кроме того, каждая звезда, уходящая из скопления, уносит с собой положительную кинетическую энергию. Поэтому полная энергия скопления должна убывать и во всяком случае не возрастать.

Рассмотрим теперь совокупность открытых скоплений, наблюдаемых нами в данный момент. Если бы эти скопления являлись разными фазами эволюции одного и того же объекта, то скопления с меньшим числом звезд должны были бы обладать меньшими энергиями. На самом деле полные энергии скоплений отрицательны, и поэтому можно сказать, что у скоплений, состоящих из меньшего числа звезд, должны были бы наблюдаться большие по абсолютной величине энергии. В работе одного из сотрудников Астрономической обсерватории ЛГУ показано, что на практике имеет место обратное соотношение, т. е. более бедные скопления обладают меньшими по абсолютной величине потенциальными энергиями. Следовательно начальные условия для различных открытых скоплений были различными и они не являются просто разными фазами эволюции одинаковых между собою объектов. Иными словами, факты говорят за то, что открытые скопления не продвинулись далеко на пути разрушения. Только действительная бедность их карликами говорит за то, что быть может этот процесс начался. Поскольку время распада скопления не превосходит 10^{10} лет, то мы приходим опять к короткой шкале для возраста Галактики.

Внутреннее строение звезд и их развитие

Мы видим, что все данные говорят в пользу короткой шкалы времени эволюции нашей звездной системы. Трудно предполагать, что звезды старше, чем галактическая система. Поэтому нужно считать, что и звезды в их современном виде существуют не больше двух-трех миллиардов лет. Но отсюда следует, что вопрос о значительном изменении массы в результате лучеиспускания отпадает. Следовательно эволюция должна совершаться при постоянной массе. Встает вопрос: нельзя ли теоретически подойти к вопросу о возможности эволюции звезды при постоянной ее массе?

Обращаясь к теории внутреннего строения звезд, мы должны прежде всего заметить, что эта теория рассматривает только состояния равновесия звезд, и трактовка проблемы эволюции в этой теории должна поневоле сводиться к вопросу о возможных непрерывных или катастрофических переходах из одной конфигурации равновесия в другую. Сколько же различных конфигураций равновесия может с точки зрения

теории внутреннего строения звезд принять данная газовая масса? Вообще говоря — одно, если только химический состав этой массы задан. В самом деле, масса газа, предоставленная самой себе и обладающая свойством выделять энергию в определенных условиях и в зависимости от этих условий, придет, в конце концов, в некоторое состояние равновесия, в котором она будет обладать определенным радиусом и определенной светимостью. Можно допустить, что уравнения равновесия допускают при заданных предельных условиях не одно, а два или несколько решений при данной массе. Можно даже допустить, что обыкновенная звезда и белый карлик той же массы соответствуют как раз таким различным решениям.

Но как понять существование в природе целой непрерывной совокупности конфигураций, соответствующих одной и той же массе и светимости (например, совокупность гигантских конфигураций для абсолютной величины 0^{n})? Мало того, что звезды одинаковой массы обладают при этом различными радиусами и, следовательно, различными условиями во внутренних слоях. Важно то, что, несмотря на разницу внутренних условий, образование энергии идет во всех этих звездах с одинаковой интенсивностью и поэтому они обладают одинаковой светимостью. Трудно удержаться от мысли, что здесь играет роль разница в химическом составе этих звезд. Однако разница в химическом составе должна быть такова, чтобы, влияя на конфигурацию звезды, она не могла повлиять на величину генерируемой в единице массы энергии.

То, что химический состав звезд может быть различен, не противоречит фактам. Наоборот, мы знаем, например, что пока единственной возможностью объяснения разницы в спектрах звезд М, S и N является допущение о различии химического состава их атмосфер.

Следовательно, мы приходим к выводу, что эволюция вдоль ветви гигантов должна быть связана с изменением химического состава звезды. Происходит ли такое изменение химического состава, сказать трудно. Ряд авторов предполагал, что источником звездной энергии являются внутриядерные превращения. В таком случае изменения химического состава должны происходить. Однако тогда непонятно, почему эти изменения не отражаются на темпе внутриядерных процессов и тем самым на светимости звезды.

Вообще нужно сказать, что теория внутреннего строения звезд находится сейчас в довольно плачевном состоянии именно из-за незнания природы источников звездной энергии. Поэтому она не в состоянии ответить на вопрос о том, происходит ли эволюция звезд вдоль горизонтальных линий диаграммы Рессела.

Все вышеизложенное, казалось бы, делает сомнительной вообще возможность значительного продвижения большинства звезд по пути

эволюции за время существования нашей звездной системы. Этот вывод неверен, ибо, как указывалось, возможны внезапные переходы с резким изменением физических характеристик звезды. Так, например, мы видели, что скачкообразный переход звезды из главной последовательности в область белых карликов не противоречит всем приведенным выше данным.

Имеются ли в астрофизике наблюдательные данные о тех или иных катастрофических периодах в жизни звезд? Имеются, и притом уже давно. Однако только теперь мы начинаем находить пути к правильной интерпретации этих явлений. Мы рассмотрим здесь четыре категории фактов, связанных с резкими изменениями в жизни звезд. Это — новые звезды, сверхновые, планетарные туманности и звезды Вольфа-Райе.

Новые звезды

Вспышки Новых представляют собой весьма сложные явления, протекающие в весьма короткие промежутки времени. В несколько десятков часов звезда увеличивает свою яркость по сравнению с первоначальной от десяти до ста тысяч раз, а потом медленно падает в яркости, достигая через несколько лет приблизительно первоначального блеска. Вспышка Новой сопровождается, таким образом, выделением большого количества лучистой энергии. Однако весьма важно, что, кроме того, при вспышке звезда выбрасывает в пространство свои внешние слои. Количество выделяемой при вспышке энергии точно оценить трудно, ибо часть этой энергии идет на работу выбрасывания оболочки. Однако приближенно она порядка 10^{45} — 10^{46} эргов. Что касается массы выброшенной оболочки, то, согласно подробным исследованиям, приведенным Горделадзе в его диссертации, она порядка от 10^{-5} до 10^{-4} солнечной массы. Таким образом, изменение массы, происходящее при вспышке, незначительно. Точно так же выделенная энергия составляет небольшую долю лучистой энергии, заключенной в звезде в каждый данный момент времени.

Однако статистические данные указывают на очень большую частоту вспышек Новых как в нашей звездной системе, так и во внешних галактиках. За время жизни звездной системы на каждую звезду в среднем приходится не одна, а, вероятно, несколько десятков вспышек. Следовательно вспышки происходят довольно часто в жизни звезды. Между тем с большой вероятностью можно утверждать, что Солнце за время существования земной коры не испытало подобной вспышки. Значит имеются звезды, которые не испытывают вспышек по крайней мере столь часто. Для того чтобы объяснить наблюдаемую частоту вспышек, при-

дётся предположить, что имеется другая категория звезд, которая вспыхивает чаще, чем десятки раз в своей жизни.

Мы приходим, таким образом, к заключению, что существует целый класс (и притом довольно многочисленный) звезд, обладающих способностью давать весьма частые вспышки. В результате большого числа вспышек может произойти значительная убыль массы, и звезда перейдет в другое состояние. Стоит отметить, что мы знаем в настоящее время уже две звезды (новоподобные переменные Т Компаса и RS Змееносца), которые испытывают вспышки через промежутки времени порядка нескольких десятков лет, но они в максимуме яркости слабее других Новых.

Сверхновые

Значительно более редкими явлениями, чем Новые звезды, являются вспышки Сверхновых. Во время вспышки Сверхновой яркость вспыхивающей звезды увеличивается настолько, что она становится около ста миллионов раз ярче Солнца. Спектроскопические наблюдения, произведенные в 1936 г., установили, что и в этом случае мы имеем дело с выбрасыванием оболочки. Мы не имеем еще детальных исследований о массе выброшенной таким образом оболочки, но нет никаких сомнений, что она составляет уже заметную долю массы звезды. Выделенная энергия также очень велика и сравнима с количеством лучистой энергии, заключенной в звезде согласно современным теориям внутреннего строения звезд. Выброшенная оболочка с огромной скоростью рассеивается в пространстве.

Несомненно, что при вспышке Сверхновой происходит какое-то фундаментальное изменение в строении звезды. Можно поставить вопрос: не имеем ли мы здесь дело с переходом «обыкновенной» звезды в состояние белого карлика. Однако ответить на этот вопрос пока мы не можем.

Небольшая частота вспышек Сверхновых (примерно раз в тысячелетие на каждую галактику) тоже указывает, что мы, по-видимому, имеем дело со столь фундаментальным изменением, которое может происходить лишь один раз в жизни звезды.

Однако именно эта редкость явления и привела к тому, что оно столь мало исследовано и не использовано для построения теории развития звезды.

П л а н е т а р н ы е т у м а н н о с т и

Благодаря работам Занстра и других авторов за последние годы удалось выяснить всю картину сил, действующих в планетарных туманностях. Оказалось, что доминирующей силой в планетарных туманностях является световое давление.

С другой стороны, можно теоретически показать, что под действием светового давления и других сил, действующих в туманности, она не может находиться в равновесии и должна либо расширяться, либо сжиматься. Со своей стороны наблюдения тоже указывают в ряде случаев на расширение планетарных туманностей. Отсюда был сделан вывод, что планетарные туманности являются результатом выбрасывания материи из центральной звезды наподобие газовых оболочек вокруг Новых звезд.

Вряд ли можно сомневаться в правильности подобной интерпретации, и спор может идти лишь о том, как происходило выбрасывание материи. По имеющимся оценкам масса планетарной туманности порядка 0,1 массы Солнца. Но это скорее нижний предел. Возраст планетарных туманностей вряд ли превосходит 10^5 лет — вероятно меньше. Поэтому нужно думать, что образование планетарных туманностей происходит в Галактике сравнительно часто, может быть столь же часто, что и вспышки Сверхновых.

При образовании планетарной туманности от звезды отделяется значительная часть ее массы, и нет никаких сомнений, что при этом происходит фундаментальное изменение в строении звезды. Мы знаем, что центральные звезды планетарных туманностей являются белыми или, точнее, голубыми карликами. К сожалению, мы не знаем, какова была природа этих звезд до отделения от них планетарных туманностей. Но, несомненно, что мы в данном случае имеем дело с переходом звезды в результате катастрофы из какого-то состояния в состояние белого карлика.

Наряду с планетарными туманностями представляют большой интерес и большие диффузные газовые туманности. Однако их исследование как с теоретической, так и с наблюдательной стороны мало продвинулось вперед для того, чтобы можно было использовать их для космогонии.

З в е з д ы т и п а В о л ь ф а - Р а й е

Звезды типа Вольфа-Райе вместе со звездами типа Р Лебеда представляют огромный интерес именно потому, что из них происходит мощ-

ное и непрерывное выбрасывание материи. Выброшенные газы образуют вокруг звезды оболочку, в которой и зарождаются яркие линии, наблюдаемые нами в ее спектре.

Теория протяженных фотосфер позволяет нам произвести оценку массы, истекающей из таких звезд в течение года. Получается масса порядка 10^{-5} массы Солнца. Следовательно, в течение нескольких десятков тысяч лет такого стационарного истечения уже может произойти заметное изменение массы звезды. Интересно отметить, что Новые звезды после вспышки превращаются либо в звезды Вольфа-Райе, либо же в звезды Р Лебеда.

Изучение упомянутых четырех категорий объектов указывает на тот путь, по которому происходит развитие многих звезд. Это — взрывы, сопровождающиеся выбрасыванием больших масс материи, и непрерывное истечение материи. Следуют ли все звезды этому пути, и если нет, то каков другой возможный путь развития? Мы пока имеем слишком мало данных для ответа на эти вопросы.

Резюмируя, мы можем сказать, что в современной астрофизике происходит интенсивное накопление материала, который ляжет в основу будущей теории развития звезд. Отрадно видеть, что советские ученые занимаются в первую очередь исследованием именно такого материала.

Астрономическая обсерватория ЛГУ
Апрель, 1937 г.