Звездообразование

11 ноября 2005 г.

1 Введение

Звездообразование — процесс рождения звезд из галактического газа; исследование звездообразования — одна из фундаментальных проблем современной астрофизики. Существование в Галактике несколько звездных населений (с определенными физическими характеристиками, химическим составом и пространственным распределением) теория объясняет непрекращающимся рождением звезд и изменением их свойств со временем. Каждое население, каждое поколение звезд хранит следы тех условий, которые имели место в период их рождения. Возрасты звезд и звездных населений теснейшим образом связаны с их химическим составом.

В период, когда рождались первые звезды, протогалактическое газовое облако состояло из водорода (ок. 75%) и гелия (ок. 25% по массе) и занимало, как считается, примерно сферический объем. В конце эволюции звезды первого поколения обогащают межзвездный газ элементами более тяжелыми, чем водород и гелий. Поэтому звезды, родившиеся позже, относительно богаче тяжелыми химическими элементами. Старые звезды (родившиеся вначале) относятся к сферической подсистеме Галактики, для которой характерна сильная концентрация звезд к галактическому центру. Более молодые звезды концентрируются к галактической плоскости, поскольку газ, из которого они образовались, постепенно оседал к этой плоскости.

Самые молодые объекты Галактики располагаются в непосредственной близости к галактической плоскости (и обладают небольшой (по сравнению с более старыми популяциями) дисперсией скоростей. Все индикаторы возраста показывают, что звезды в Галактике имеют возраст приблизительно от 15 млрд. лет (самые старые) до 100 тыс. лет и меньше. Иными словами, звездообразование происходит в Галактике и сейчас. Об этом свидетельствует присутствие массивных и горячих (молодых) звезд спектральных классов O и B во внутренних кромках галактических спиральных рукавов (где концентрация газа и пыли повышена), существование мощных источников ИК-излучения в межзвездных облаках водорода (ими могут быть молодые звезды на стадии звезды-кокона) и др. факты. Возраст этих объектов порядка $10^5 - 10^7$ лет, т.е. крайне мал по сравнению с возрастом Галактики.

2 Межзвездная среда

Из чего же образуются звезды?

Разумеется из того, что находится в молодых звездных скоплениях. Наблюдения показывают, что они погружены в большие массы межзвездного газа и пыли, либо находятся вблизи от них.

Колыбелью же рождающихся звезд являются холодные молекулярные облака с очень неоднородной внутренней структурой.

В газопылевых комплексах, в том числе и в которых образуются звезды, концентрация газа и пыли в тысячи, и иногда и в миллионы раз больше, чем в пустом межзвездном пространстве. Свойства такой среды очень разнообразны, но, как оказалось, для конденсации межзвездной среды в звезды важнее всего тепловой баланс в среде.

2.1 Охлаждение и нагрев газа

Нагревается межзвездная среда при поглощении излучения звезд, столкновениях частиц космических лучей и рентгеновских квантов с ее атомами, а охлаждается благодаря собственному излучению.

Механизм охлаждения работает только благодаря чрезвычайной разреженности межзвездной среды. Здесь энергия, переданная фотоном рекомбинированному электрону, за счет редких столкновений между атомами и электронами имеет возможность навсегда уйти излучением из газового облака.

Особенностью этого механизма является то, что он работает как бы "ступеньками", что связано с дискретным строением уровней атомов. Поэтому, при достаточно быстром гравитационном сжатии облака, в центральных областях рождающихся звезд рост температуры может и не остановиться.

Температура межзвездной среды варьируется от $10K$ в облаках молекулярного водорода до $10000K$ в областях ионизированного водорода.

2.2 Гравитационная неустойчивость

Межзвездная среда имеет очень неравномерную клочковатую структуру.

Далее мы будем рассматривать именно такой "клочок".

Под действием гравитации и отчасти давления окружающей среды эта область начнет сжиматься. В отличие от вещества обычных звезд при сжатии прозрачного неионизованного облака HI давление не сможет противостоять гравитации, поскольку температура не будет повышаться за счет эффективной работы механизма охлаждения.

Начальным толчком здесь будет джинсовская неустойчивость. Критерий неустойчивости Джинса следует из дисперсионного соотношения для волн плотности в однородной среде.

$$\omega^2 = C_s^2 k^2 - 4\pi G\rho,$$

где C_s — скорость звука, $k = 2\pi/\lambda$ — волновое число, ρ — плотность вещества, ω — круговая частота волны. Отсюда сразу следует, что в однородной среде возмущения с характерным размером

$$\lambda > \lambda_J = \frac{2\pi}{k_J} = \frac{\sqrt{\pi}C_s}{\sqrt{G\rho}}$$

оказываются неустойчивыми и начинают сжиматься.

Это же можно на пальцах вывести и другим способом, приравняв *время свободного падения*

$$t_{ff} = \pi \left(\frac{R^3}{8GM}\right)^{1/2} = \left(\frac{3\pi}{32G\rho}\right)^{1/2} \approx \frac{1}{\sqrt{\pi G\rho}}$$

к характерному *динамическому времени*

$$t_{dyn} = \frac{R}{C_s} = R\sqrt{\frac{\mu}{\gamma \Re T}},$$

где $\Re$ — универсальная газовая постоянная, γ — показатель адиабаты, μ — молекулярный вес, n — концентрация атомов и молекул. Из чего следует

$$R_J \approx \left(\frac{\gamma \Re T}{\pi\mu G\rho}\right)^{1/2} = 5\frac{\gamma^{1/2}}{\mu}\left(\frac{T}{n}\right)^{1/2}$$

$$M_J \approx \left(\frac{\gamma \Re T}{\mu G}\right)^{3/2} \rho^{-1/2} = 17\frac{\gamma^{3/2}}{\mu^2}\left(\frac{T^3}{n}\right)^{1/2}.$$

Среда неустойчива при $\lambda > \lambda_J$, и $M > M_J$.

Можно обобщить эти условия с учетом магнитного поля, вращения среды, ее вязкости, теплопроводности и электропроводности. Но, как оказалось, в большинстве случаев критерий неустойчивости Джинса слабо зависит от вариаций внешних условий.

Итак, предположим, что в силу гравитационной неустойчивости из первоначально однородной среды обособилась некоторая масса, при этом плотность вещества внутри ее будет расти. Очевидно, что сжатие будет продолжаться, если в любой момент масса сгущения будет удовлетворять условию Джинса. То есть при сжатии температура должна расти не быстрее, чем $n^{1/3}$.

Сначала газопылевой комплекс благодаря своей огромной массе начнет сжиматься. Затем по мере повышения плотности при сжатии критерий неустойчивости станет выполнимым и для меньших масс. В связи с этим облако начнет дробиться. Процесс фрагментации может проходить неоднократно.

2.3 Влияние внешних и внутренних факторов на сжатие облака

Наряду с отмеченной выше гравитационной неустойчивостью в большая роль принадлежит

- Фрагментации вследствие тепловой неустойчивости
- Заметную роль может играть также магнитное поле (см. Рэлея-Тейлора неустойчивость). Магнитное поле вморожено в межзвездный газ. Поэтому при сжатии газа магнитное поле возрастает. Этот процесс объясняет в общих чертах происхождение магнитных полей звезд.
- Внешнее давление окружающей среды на облако может ускорить коллапс. Это может быть в том случае, когда холодное облако HI окружено зоной HII. Для коллапса при внешнем давлении достаточно 75% силы гравитации по сравнению с коллапсом без внешнего давления.

- Рассмотренная выше картина сжатия и фрагментации может сильно меняться при наличии фона звезд.
- Вращение облака может препятствовать сжатию газа к оси вращения.

3 Протозвезды

Пройдя стадию критической массы, облако продолжает сжиматься. Внутреннее давление при постоянной температуре играет все меньшую и меньшую роль. И сжатию почти нечего не мешает. Можно сказать, что звезда "спадает" с ускорением свободного падения.

Можно прикинуть время сжатия, упрощенно предполагая, что звезда сжимается с постоянным ускорением до точки. Ускорение силы тяжести на сферической поверхности протозвезды равно

$$g = G\frac{M}{R^2},$$

а по формулам механики

$$R = \frac{gt^2}{2},$$

отсюда время сжатия протозвезды

$$t = \sqrt{\frac{2R^3}{GM}} = \frac{1}{\sqrt{\frac{2\pi}{3}\bar{\rho}}}.$$

Интересно, что спадание зависит только от начальной средней плотности. Можно подставить в эту формулу значение радиуса с которого начинается сжатие. И после подстановки чисел можно получить, что при температуре $50K$ протозвезда с массой Солнца сожмется за двести тысяч лет ($2 \cdot 10^5$ лет).

При сжатии протозвезда излучает энергию в ИК–диапазоне. Светимость, при условии что примерно половина гравитационной энергии идет на излучение, можно оценить так

$$L = \frac{GM^2}{2Rt}.$$

Понятно, что светимость будет максимальна, когда радиус уменьшится до минимально возможного значения.

Гравитационная энергия идет на нагревание газа и пыли, и это тепло быстро излучается. Но если выделится слишком много гравитационной энергии, то она может и не успеть высветиться, тогда энергия пойдет на расплавление пыли, диссоциацию молекул и ионизацию атомов. Образуется плазма, которая при низкой температуре излучает плохо. Итак, быстрое спадание прекратится, как только гравитационная энергия станет равной тепловой энергии, необходимой для превращения в плазму всего вещества протозвезды. Можно прикинуть радиус на этой стадии, если принять,что I — энергия, необходимая для превращения в плазму одного грамма первоначального вещества

$$R = \frac{GM^2}{IM} = \frac{GM}{I}.$$

Посчитав, получается, что протозвезда с массой, равной массе Солнца, спадет до радиуса в $80R_{\odot}$.

В этот момент протозвезда испытывает вспышку светимости ($L = 2 \cdot 10^3 L_\odot$), которая, правда, длится не долго, всего несколько лет.

Далее светимость начнет падать, поскольку вещество становится непрозрачным, но сжатие не прекратится и энергия будет уходить на нагрев недр. Здесь включается конвекция, постепенно охватывая всю протозвезду. При этом в недрах температура все время повышается, а на поверхности она мало меняется (около $3500K$, это граничное условие известно из наблюдений маломассивных звезд, для которых характерно наличие конвективной оболочки). В тот момент, когда достигается такая температура на поверхности, светимость испытывает второй максимум, поскольку конвекция выносит на поверхность большую часть энергии.

В дальнейшем она будет падать, как и должна светимость при постоянной температуре поверхности и уменьшении радиуса. При этом сжатии быстро увеличивается центральная температура.Наконец она достигает значения, на котором начинают действовать термоядерные реакции. Когда термоядерные реакции начинают вырабатывать столько энергии, сколько нужно для поддержания высокой температуры в центре, звезда прекращает сжиматься и садится на "главную последовательность".

Для примера покажу изменение радиуса протозвезды $1M_\odot$ со временем. Для иллюстрации показаны радиусы орбит планет солнечной системы. Область быстрого сжатия на этом рисунке соответствует периоду как раз перед вспышкой и продолжается всего около десятка лет. Более пологая часть — сжатие на конвективной стадии эволюции протозвезды.

До сих пор мы рассматривали эволюцию протозвезд с массой порядка массы Солнца. У протозвезд больших масс еще до перехода их на главную последовательность и включения термоядерных реакций конвекционный перенос энергии сжатия сменяется переносом путем излучения. Это связано с тем, что у массивных звезд раньше происходит полная ионизация, что с одной стороны увеличивает показатель адиабаты, а с другой стороны уменьшает непрозрачность. Поэтому при сжатии массивных протозвезд их "вертикальный спуск"по диаграмме спектр–светимость при конвективном переносе заменяется горизонтальным перемещение при лучистом переносе энергии.

При сжатии "протосолнца"тоже образуется центральное лучистое ядро еще до перехода звезды на ГП (при $R = 2R_\odot$)

4 Наблюдения

Стадия протозвезды продолжается сравнительно недолго (у звезд с массой $1M_\odot$ — около $5 \cdot 10^6$ лет); кроме того, протозвезды окружены "коконом-— плотной газопылевой оболочкой, непрозрачной для видимого излучения. Все это чрезвычайно затрудняет обнаружение и исследование процесса рождения звезд.

С развитием радио– и ИК–астрономии стало возможным заглянуть в "колыбель"звезды, т.к. газ и пыль в радио– и ИК–диапазонах прозрачны. Обнаружено множество областей звездообразования с ярчайшими короткоживущими О–звездами. Вокруг часто наблюдаются остатки газового облака, из которого сформировалось скопление. Молодые звезды обнаруживают себя не только ионизацией окружающего газа. Сквозь газопылевой кокон может проходить ИК-излучение как самой звезды, так и пыли, которая, поглощая свет звезды, нагревается и переизлучает его в ИК–диапазоне.

Для иллюстрации покажу еще картинку. Диаграмма светимость — температура поверхности для звезд типа Т Тельца (точки) из области звездообразования в Туманности Ориона. Сплошной толстой линией обозначена начальная главная последовательность. Тонкими линиями обозначены треки протозвезд различных масс. Штрихованными линиями — положения протозвезд с радиусами 1, 3 и $10R_\odot$.