

HOW AND WHAT STELLAR CHEMICAL ABUNDANCES ARE STUDIED FOR?

L. I. MASHONKINA

Chemical composition is one of the fundamental parameters of a star which affects its structure and spectrum. In this paper we stress an importance of stellar chemical abundance investigations for solving scientific problems of common interest such as an origin of the chemical elements, stellar evolution, origin and evolution of the Universe.

Химический состав – один из фундаментальных параметров звезды, от которого зависят ее строение и спектр испускаемого излучения. Показана важность изучения химического состава звезд при решении общенаучных проблем, таких, как происхождение химических элементов, эволюция звезд, происхождение и развитие Вселенной.

КАК И ЗАЧЕМ ИЗУЧАЮТ ХИМИЧЕСКИЙ СОСТАВ ЗВЕЗД

Л. И. МАШОНКИНА

Казанский государственный университет

ВВЕДЕНИЕ

В земных лабораториях не составляет труда изучить химический состав любого образца природного материала. В естественных условиях обнаружены 92 химических элемента и около двух десятков синтезированы человеком. Такому разнообразию элементов мы обязаны не только развитием новых технологий, появлением новых источников энергии, но и самим своим существованием. Соединения атомов С, N, O, H создали основу для появления живой материи. Глядя на Периодическую таблицу элементов Д.И. Менделеева, невольно задаешься вопросами. А как образовались различные химические элементы? Типичен ли их набор для всей Вселенной? Встречаются ли вне нашей планеты атомы и соединения, важные для зарождения жизни? Ответы на эти вопросы фундаментальной важности можно получить только путем анализа химического состава звезд и других небесных тел.

Содержания элементов во взвешанном веществе впервые были определены М. Миннартом (Нидерланды) и его сотрудниками в 1931 году. Это было сделано для Солнца. С тех пор исследования распространены на большую часть звезд нашей Галактики и даже на другие галактики, расположенные на расстоянии в миллиарды световых лет. У 90% исследованных звезд содержания химических элементов в пределах ошибок определения совпадают с солнечными. Эти звезды различаются своими температурами, массами, радиусами, их возраст находится в широком диапазоне – примерно от 5 млрд лет, как у Солнца, до нескольких миллионов лет. Но их объединяют принадлежность к наиболее заселенной дисковой составляющей Галактики и общность эволюционной стадии, когда источником энергии звезды служат термоядерные реакции превращения водорода в гелий. На этой стадии продукты реакций не выходят за пределы ядра звезды и химический состав поверхностных слоев, который только и может быть изучен, отражает содержание элементов в межзвездном веществе в момент формирования звезды. Следовательно, состав вещества в диске Галактики практически не менялся в течение последних 5 млрд лет. Свидетелями более ранних эпох в жизни Галактики являются звезды сферической составляющей, или гало. Они были первым поколением в сформировавшейся Галактике. Звезды с массой больше солнечной уже завершили свой эволюционный путь, и в настоящее время мы видим в

гало только маломассивные звезды, у которых продолжительность стадии горения водорода в ядре сравнима с возрастом Галактики (14–15 млрд лет). Оказалось, что эти звезды бедны тяжелыми элементами. Заметим, что в астрофизике все элементы с зарядом ядра $Z \geq 6$ принято называть тяжелыми или металлами. Дефицит составляет два и даже три порядка. Значит, изменение содержаний химических элементов в Галактике все-таки происходило. Каким образом и какие процессы за это ответственны?

Последующие разделы статьи посвящены рассказу о том, как определяют содержания химических элементов и как эти результаты помогают воссоздать картину происхождения элементов, эволюции их содержаний в космосе и уточнить некоторые фундаментальные величины, важные для понимания эволюции Вселенной в целом.

ОПРЕДЕЛЕНИЕ ХИМИЧЕСКОГО СОСТАВА ЗВЕЗД

Природа спектральных линий

В 1802 году английский физик У.Х. Волластон обратил внимание на темные узкие линии на фоне полученного с помощью стеклянной призмы непрерывного спектра Солнца. Но исследовал их немецкий физик и астроном Й. Фраунгофер, почему они и поныне называются фраунгоферовыми. Именно наличие темных линий в спектре помогло понять в середине прошлого века, что Солнце окружено газовой оболочкой, более холодной, чем нижележащие слои. Согласно законам спектрального анализа газов Г.Р. Кирхгофа и Р. Бунзена, такой спектр, который называют абсорбционным или спектром поглощения, имеет холодный газ, помещенный перед источником непрерывного спектра. Газовые оболочки Солнца и звезд назвали атмосферами.

Сравнение солнечного спектра с лабораторными спектрами для различных образцов позволило установить, что на Солнце есть железо и элементы его группы, водород, кальций, натрий и другие известные на Земле химические элементы. Но в 1868 году П. Жансен (Франция) и Дж.Н. Локьер (Англия) обнаружили желтую линию, не отвечающую ни одному из известных тогда элементов. Это был новый химический элемент, названный в честь Солнца гелием от греческого имени нашего светила $\hbar\epsilon\lambda\iota\omicron\varsigma$. В честь этого события Парижская академия наук выпустила даже памятную медаль. В течение многих лет гелий считался чисто космическим элементом, но сначала Пальмиери в 1881 году [1] и затем У. Рамзай (Англия) в 1895 году обнаружили его на Земле и в атмосфере. К настоящему времени в спектрах Солнца и других небесных объектов найдены линии 72 элементов, все они являются и земными тоже.

Набор спектральных линий в спектрах звезд различен. В спектре Солнца преобладают линии элементов группы железа (рис. 1), для ярчайшей

звезды – Сириуса характерны очень широкие и сильные линии водорода, а для одной из звезд в созвездии Ящерицы 10 Lac – линии HeI и HeII. В спектроскопии римские цифры используют для обозначения стадии ионизации: для нейтральных атомов – I, для первых ионов – II и т.д. Но это вовсе не означает, что звезды сильно различаются химическим составом. Два важных открытия в физике способствовали пониманию этого. Первое – это квантовая теория Н. Бора, согласно которой спектральная линия возникает при квантовом переходе между энергетическими уровнями атома или иона. И второе – теория ионизации газов, разработанная в 1920–1921 годах индийским физиком и астрономом М. Саха. Он показал, что состояние ионизации в звездных атмосферах является функцией температуры и давления.

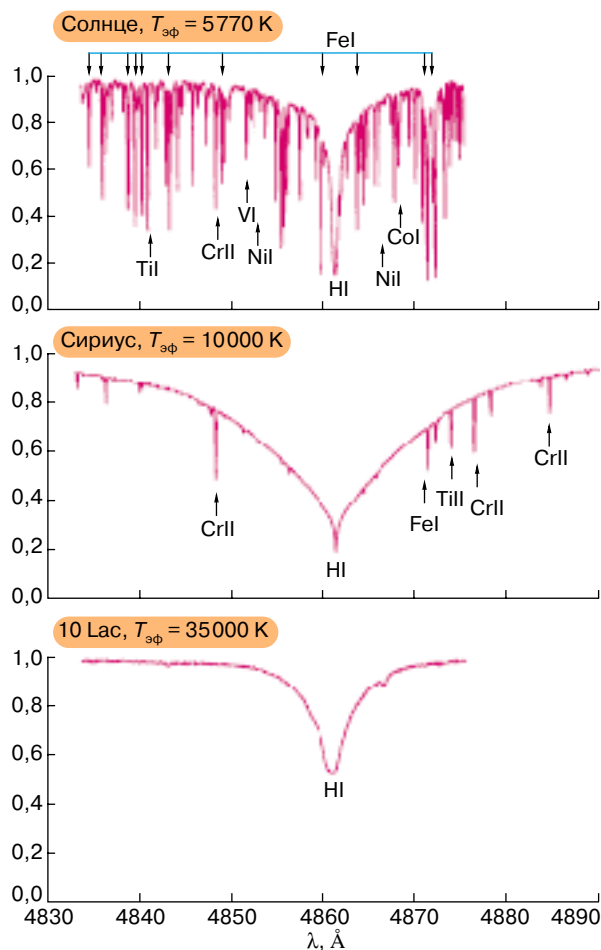


Рис. 1. Образцы спектров трех звезд с различными температурами. Указаны атомы и ионы, ответственные за образование отдельных спектральных линий. Для спектра Солнца линии FeI отмечены в верхней части рисунка

Интенсивность спектральной линии стала теперь количественно вычисляемой величиной, определяемой физическим состоянием звездной атмосферы. Эффективные температуры $T_{\text{эф}}$ Солнца, Сириуса и 10 Лас равны 5770, 10 000 и 35 000 К соответственно. Для линий H I в видимой части спектра (4000–7000 Å) энергия нижнего уровня ($n = 2$) равна 10,2 эВ. Это слишком большая величина для того, чтобы в атмосфере Солнца достаточное количество атомов водорода находилось в этом состоянии. У Сириуса температура выше и заселенность уровня с $n = 2$ возрастает, но с дальнейшим ростом температуры наступает ионизация водорода, и в атмосфере 10 Лас атомов на этом уровне уже мало. Этим и объясняется слабость линий H I у Солнца и 10 Лас по сравнению с замечательными водородными линиями в спектре Сириуса (рис. 1). Так же можно объяснить и изменение интенсивностей линий других химических элементов.

Количественный анализ звездных спектров

Формула Саха для вычисления концентрации атомов в разных стадиях ионизации вместе с формулой Больцмана для распределения атомов по энергетическим уровням в течение нескольких десятилетий использовалась в теории звездных атмосфер для получения теоретических спектров звезд. Сравнение наблюдаемого поглощения в линиях исследуемого элемента с теоретически предсказанным и позволяет определить его содержание. Распределения Больцмана–Саха были выведены для газа, находящегося в термодинамическом равновесии. В этом случае температура одинакова по всему объему, для каждого перехода в атоме существует детальный баланс, то есть каждый прямой процесс уравнивается обратным. В атмосфере звезды физические условия изменяются вдоль радиуса, но если предположить, что взаимное влияние газа на разных глубинах невелико, то в каждой точке его состояние можно описать формулами Больцмана–Саха при локальных значениях температуры и плотности. Это предположение называют локальным термодинамическим равновесием (ЛТР). Противоречивость его очевидна. Энергия, вырабатываемая в недрах звезды в ходе термоядерных реакций, просачивается наружу в результате многократных взаимодействий с частицами газа. На больших глубинах, где длина свободного пробега фотона мала, условия в местах его рождения и гибели фактически одинаковы и предположение ЛТР вполне оправданно. Но чем ближе к поверхности, тем больше длина свободного пробега. Кванты света, испущенные в глубоких, горячих слоях, при взаимодействии с более холодным газом верхних слоев нарушают равновесие в нем. Населенность атомных уровней в этом случае определяется температурой и плотностью не только в данной точке, но и в других точках атмосферы. Отказ от предположения ЛТР требует рас-

смотрения всех процессов взаимодействия атома с другими частицами и полем излучения. В большинстве случаев есть основания полагать, что населенности атомных уровней не меняются со временем. Тогда, чтобы их найти, нужно для каждого уровня записать уравнение статистического равновесия, выражающее баланс заселяющих и опустошающих процессов. Но поскольку радиативные процессы зависят от интенсивностей поля излучения на разных частотах, то полученные уравнения должны решаться совместно с уравнениями, описывающими перенос излучения в атмосфере звезды. В результате мы имеем дело с системой интегрально-дифференциальных уравнений, причем их общее число может намного превышать сотню. Этот подход, альтернативный ЛТР, называют не-ЛТР-подходом.

До начала 70-х годов его реализация практически была невозможна как из-за большой вычислительной сложности, так и из-за либо отсутствия, либо недостаточной точности необходимых атомных параметров. Для современных мощных компьютеров решение не-ЛТР-задач перестало быть проблемой, но остается сложной методика анализа, так как любая не-ЛТР-задача многопараметрическая. Поэтому хотя большинство спектроскопистов считают важность учета отклонений от ЛТР при определении физических параметров звезд и особенно химического состава, но освоен не-ЛТР-подход только в нескольких астрофизических центрах в мире, а в России только в Казанском университете.

К началу 70-х годов был накоплен огромный массив данных о физических параметрах звезд, и все они получены в рамках предположения ЛТР. Эти данные использовались для уточнения теории звездной эволюции, построения картины эволюции содержаний в Галактике. Но насколько им можно доверять? Велико ли влияние отклонений от ЛТР на звездные спектры? Какие ошибки мы вносим в определение химического состава и других параметров, когда пренебрегаем отклонениями от ЛТР? Имеются ли такие линии, такие атомы и ионы, такие типы звезд, для которых предположение ЛТР оправданно? Проведенные в последние два с половиной десятилетия исследования показали, что не существует общих ответов на эти вопросы.

Отклонения от ЛТР наиболее велики в атмосферах горячих звезд с $T_{\text{эф}} = 30\,000\text{--}50\,000$ К. Анализ в рамках ЛТР приводил к выводу об избытке у них содержаний многих химических элементов по сравнению с окружающим межзвездным газом, из которого они только-только (по космическим меркам) сформировались. Для гелия избыток получался в два раза, для кремния – в пять–семь раз, а для магния – даже в десять раз. Если бы эти цифры оказались реальными, это потребовало бы серьезного пересмотра теории звездной эволюции. Применение более реалистичного не-ЛТР-подхода [2] позволило снять проблему и привести содержания в

соответствие с космической распространенностью этих элементов.

Еще одна интересная проблема заключалась в том, что в спектрах звезд с $T_{\text{эф}} > 40\,000$ К существуют эмиссионные линии NIII $\lambda 4640$ Å и CIII $\lambda 5696$ Å, в то время как другие линии этих ионов и линии других элементов остаются абсорбционными, какими и положено быть линиям звездного спектра. Эмиссионная линия в звездном спектре – это аномалия, которая не может быть объяснена в рамках ЛТР. Оказалось, что для указанных линий не-ЛТР-эффекты создают инверсную заселенность верхнего и нижнего уровней, что и ведет к появлению в них эмиссии.

Для звезд сравнительно холодных, таких, как наше Солнце, отклонения от ЛТР тоже могут быть значительными. На рис. 2 для звезды с параметрами, очень близкими к солнечным, для отдельных уровней в атоме NaI показано поведение с глубиной отношений $b = n_{\text{нЛТР}}/n_{\text{ЛТР}}$, где $n_{\text{нЛТР}}$ и $n_{\text{ЛТР}}$ – населенности уровней при не-ЛТР и ЛТР. Как видно, населенности могут отклоняться от равновесных в три раза, причем как в меньшую, так и в большую сторону для разных уровней. А как это влияет на определение содержаний? Наши исследования в Казани показали, что ошибка содержаний, полученных в предположении ЛТР, сильно зависит от параметров звезды, ее температуры, светимости (светимость – полная энергия, излучаемая звездой, зависит не только от температуры, но и от радиуса) и общего содержания тяжелых элементов. Последнюю вели-

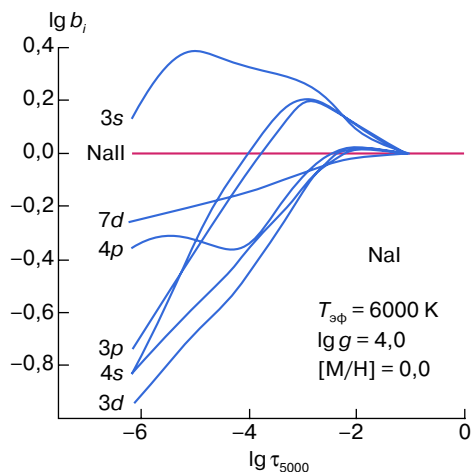


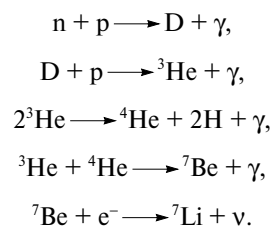
Рис. 2. Отклонения населенностей от равновесных для уровней в атоме NaI на различных глубинах в атмосфере звезды. В качестве характеристики глубины использована оптическая толщина τ_{5000} . Глубина с $\tau_{5000} = 1$ примерно соответствует слоям, ответственным за формирование непрерывного спектра на длине волны 5000 Å. Спектральные линии образуются выше этого уровня, при $\tau_{5000} < 1$

чину называют металличностью. В целом, чем выше $T_{\text{эф}}$ и светимость, тем важнее становятся не-ЛТР-эффекты. Например, для Солнца использование ЛТР ведет к ошибке 15–25% в содержании Na по разным линиям, а для звезды с той же температурой, но светимостью, в 1000 раз большей (такие звезды есть, и они называются сверхгигантами), ошибка возрастает до 40–80%. У звезд с пониженной металличностью, когда в спектре остаются только наиболее сильные линии NaI, ошибка достигает 500%! Для натрия ЛТР-содержания всегда получаются завышенными, а для соседнего элемента – магния они могут быть как завышенными, так и заниженными в зависимости от используемых при анализе линий MgI. Для стронция и бария предположение ЛТР вполне оправдано в случае звезд типа Солнца, но для звезд с малой металличностью ЛТР-содержания занижаются в 1,5–2 раза и еще сильнее для звезд с $T_{\text{эф}} > 8000$ К – в 2,5–10 раз.

Эти результаты качественно не изменяют полученных ранее выводов о химическом составе звезд как диска, так и гало Галактики. Но для последних мы считаем необходимым провести ревизию содержаний с учетом отклонений от ЛТР. Это поможет уточнить темпы обогащения вещества Галактики тяжелыми элементами на различных этапах ее жизни и детальнее изучить механизмы этого обогащения.

ПРОИСХОЖДЕНИЕ ХИМИЧЕСКИХ ЭЛЕМЕНТОВ

Проблема происхождения химических элементов решается совместными усилиями специалистов по ядерной физике, космологии, теории звездной эволюции и звездной спектроскопии. Согласно признанной в настоящее время модели нестационарной Вселенной, которую в литературе часто называют Большим Взрывом, самые легкие элементы с зарядом ядра $Z \leq 5$ образовались примерно через минуту после начала расширения, когда температура упала до 1–2 млрд градусов, в следующих цепочках термоядерного синтеза:

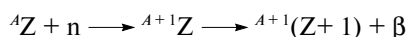


Здесь использованы общепринятые обозначения: n для нейтрона, p для протона, D для дейтерия, γ для фотона, ν для нейтрино и т.д. Согласно расчетам, на гелий приходится около 25% общей массы нуклонов, а на литий, бериллий и бор – исчезающе малая доля порядка 10^{-8} %. Элементы тяжелее He не синтезируются в сколько-нибудь заметных количествах из-за того, что в природе не существует стабильных ядер с массовыми числами 5 и 8. На этом

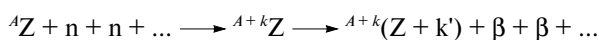
процесс нуклеосинтеза останавливается на миллионы лет, до тех пор пока не образуются первые галактики и звезды в них. Именно звезды являются той кухней, где “выпекаются” тяжелые элементы. Рассмотрим, как это происходит.

Источником энергии в звездах являются термоядерные реакции синтеза. На первом этапе жизни звезды в ее недрах водород превращается в гелий в реакции $4^1\text{H} \rightarrow ^4\text{He}$. Затем в образовавшемся гелиевом ядре идет синтез углерода и кислорода путем захвата α -частиц: $3^4\text{He} \rightarrow ^{12}\text{C}$, $4^4\text{He} \rightarrow ^{16}\text{O}$. На следующем этапе термоядерным топливом служат углерод и кислород. В α -процессах и при взаимодействии продуктов реакций между собой рождаются новые элементы от Ne до группы Fe. Дальнейшие реакции захвата заряженных частиц являются эндотермическими, то есть идут с затратами энергии, поэтому нуклеосинтез останавливается. К этому моменту температура в ядре звезды повышается до 4–5 млрд градусов. Из-за остановки термоядерных реакций нарушается механическое равновесие образовавшегося железного ядра и начинается гравитационное сжатие, которое происходит катастрофически, потому что часть энергии сжатия расходуется в реакциях распада ядер железа на α -частицы и нейтроны. Характерное время этого процесса, или гравитационного коллапса, порядка 1 секунды. В результате резкого увеличения температуры в оболочке сжимающейся звезды происходят термоядерные реакции горения оставшихся в ней H, He, C и O.

Выделение огромной энергии, в 10^{16} – 10^{18} раз большей, чем энергия, излучаемая Солнцем за 1 секунду, приводит к чудовищному взрыву и разлету вещества звезды. Для внешнего наблюдателя яркость звезды за несколько суток возрастает в сотни миллионов раз. Это явление называется Сверхновой. При взрыве Сверхновой происходит ускорение частиц до энергий 10^{20} – 10^{21} эВ, что значительно превосходит возможности современных ускорителей элементарных частиц. И аналогично тому, как происходит синтез новых элементов в земных ускорителях, в разлетающемся веществе Сверхновой потоки нейтронов бомбардируют ядра ранее образовавшихся элементов. Захват нейтронов ядрами происходит до образования изотопов, неустойчивых по отношению к β -распаду, и последующий распад приводит к появлению более высокозарядного ядра:



или



Здесь A – атомная масса.

В процессах нейтронных захватов синтезируются элементы тяжелее железа. Таким образом, взрыв Сверхновой – это важнейший механизм обогащения межзвездной среды элементами от лития до са-

мых тяжелых. До этой стадии доходят только наиболее массивные звезды с массами в 8–10 раз больше солнечной. По космическим меркам их эволюция происходит очень быстро, всего за 5–10 млн лет. За время жизни Галактики многие поколения звезд участвовали в переработке первичного H и в увеличении содержаний тяжелых элементов. Добавку в содержания наиболее тяжелых элементов с $Z > 26$ вносили также звезды с массой от 2 до 8 солнечных. На одном из промежуточных этапов эволюции в оболочках этих звезд создаются благоприятные условия для процессов нейтронных захватов, а нестационарные явления в оболочке приводят к сбросу значительной ее части в межзвездное пространство.

ОТ ЗВЕЗДНОЙ СПЕКТРОСКОПИИ К УСТРОЙСТВУ ВСЕЛЕННОЙ

Изучение маломассивных, медленно эволюционирующих звезд, сформировавшихся на разных этапах жизни Галактики, позволяет построить эмпирические зависимости содержаний элементов от времени. Сравнение их с теоретически предсказанными – это замечательная проверка и теории звездной эволюции, и ядерной физики, и космологических моделей Вселенной. Приведем несколько примеров.

1. Вторым по распространенности элементом в космосе является гелий. Его содержание практически одинаково в наиболее старых звездах Галактики ($\approx 22\%$ общей массы вещества), на Солнце (26,8%) и в межзвездной среде в настоящую эпоху (23–30%), и оно совпадает с выходом первичного гелия в Большом Взрыве. Это, с одной стороны, подтверждает современные представления о звездной эволюции, так как хотя гелий постоянно образуется при горении водорода в недрах звезд, но далее он либо полностью сгорает, превращаясь в более тяжелые элементы, либо в виде гелиевых карликов остается в законсервированном состоянии и не участвует в круговороте вещества. С другой стороны, это подтверждение модели Вселенной.

2. Расширение Вселенной подтверждается наблюдательными фактами, но будет ли оно продолжаться бесконечно согласно модели открытой Вселенной, или сменится сжатием, как предсказывает модель закрытой Вселенной. Это зависит от современной средней плотности вещества в космосе ρ . Если ρ меньше или равна критической $\rho_0 = 10^{-26}$ кг/м³, то Вселенная открыта. По современным представлениям, наблюдаемая ее часть должна быть плоской и, значит, ρ должна совпадать с ρ_0 ? Прямые измерения дают $\rho \sim 0,005\rho_0$, но эта величина определяется массой только излучающего вещества. На существование темной, или скрытой, массы, превышающей примерно в 10 раз массу видимого вещества, указывает изучение скоплений галактик. Оказывается, природу скрытой массы можно понять путем анализа содержания дейтерия во Вселенной. Выход

первичного дейтерия чувствителен к плотности обычного вещества, протонов, нейтронов и электронов: чем она выше, тем меньше образуется дейтерия. Если бы в эпоху синтеза все вещество было обычным и его плотность соответствовала ρ_0 , то дейтерия должно было образоваться на шесть порядков меньше современных наблюдаемых значений. Отсюда нужно сделать вывод, что только около 1/10 массы принадлежало обычному веществу, а остальная должна была находиться в какой-то экзотической форме, например в виде слабо взаимодействующих частиц типа нейтрино. Это соотношение должно сохраниться до настоящей эпохи.

3. Выход первичного He при известной величине ρ зависит от того, сколько существует типов нейтрино. Если допустить, что их больше четырех, то наблюдаемое содержание He во Вселенной оказывается меньше первичного, что объяснить невозможно. Как видим, звездная спектроскопия помогает установить такую фундаментальную характеристику природы, как число типов нейтрино. Три уже обнаружены, и самое большее может добавиться еще один.

4. Описанная схема происхождения элементов в общем подтверждается наблюдательными данными, хотя остаются проблемы, которые требуют дальнейшего изучения. До сих пор не обнаружены объекты, химический состав которых совпадал бы с первичным, то есть объекты, состоящие только из H и He. В самых старых звездах Галактики содержание металлов на три-четыре порядка ниже современного, но не нулевое! В квазарах, которые счита-

ются зародышами галактик и которые образовались вскоре после начала расширения Вселенной, уже есть углерод, азот и другие элементы, и их содержания близки к современным в нашей Галактике! Существовала ли эпоха первичного звездного нуклеосинтеза, который привел к обогащению вещества металлами еще до формирования галактик, или космологические модели требуют доработки? Это серьезные вопросы для теории формирования звезд и галактик и космологии.

РЕКОМЕНДУЕМАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. Популярная библиотека химических элементов. М.: Наука, 1977. Кн. 1: H - Pd. 565 с.
2. Михалас Д. Звездные атмосферы. М.: Мир, 1982. Т. 2. 422 с.
3. Крамаровский Я.М., Чечев В.П. Синтез элементов во Вселенной. М.: Наука, 1987. 159 с.
4. Любимков Л.С. Химический состав звезд: Метод и результаты анализа. НПФ "Астропринт", 1995. 323 с.

* * *

Людмила Ивановна Машонкина, кандидат физико-математических наук, доцент кафедры астрономии физического факультета Казанского государственного университета. Область научных интересов: астрофизика, физика звездных атмосфер. Автор 30 научных публикаций.