



Formação  
dos  
elementos  
químicos

# A

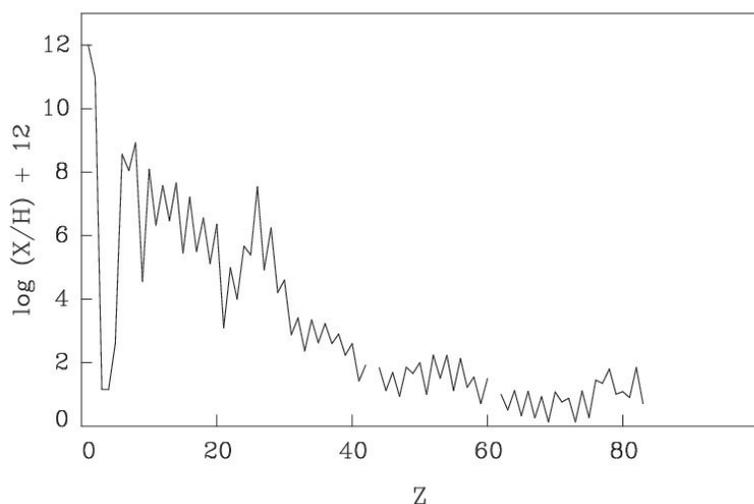
## INTRODUÇÃO: A DISTRIBUIÇÃO DOS ELEMENTOS QUÍMICOS

As abundâncias dos principais elementos químicos têm uma distribuição surpreendentemente semelhante, tanto no sistema solar, como nas estrelas, nebulosas e galáxias. A semelhança é tão grande que os astrônomos costumam usar como referência uma distribuição às vezes chamada “abundância cósmica”, que pode ser vista na Figura 1, obtida basicamente a partir de medidas da fotosfera solar, do vento solar e de meteoritos. É portanto uma distribuição de abundâncias representativa do sistema solar, ressalvando-se que, nos meteoritos, elementos voláteis como o He e o Ne estão ausentes, ou condensados incompletamente. Analogamente, as camadas externas do Sol e de outras estrelas podem conter subcamadas com propriedades físicas e composição química distintas, como a fotosfera, cromosfera, coroa solar e proeminências.

Vemos que os elementos mais abundantes são H e He, seguidos pelo C ( $Z=6$ ), N ( $Z=7$ ), O ( $Z=8$ ), Ne ( $Z=10$ ), Mg ( $Z=12$ ), Si ( $Z=14$ ) e S ( $Z=16$ ). Para valores maiores de  $Z$  as abundâncias decrescem, com exceção do  $^{56}\text{Fe}$ . Este elemento tem a maior energia de ligação por núcleon e, como veremos, tende a se acumular como um resto das reações nucleares que ocorrem no interior das estrelas. Podemos notar também o aspecto “serrilhado” da Figura 1, devido ao fato de que os elementos com  $Z$  ímpar têm menor energia de ligação que os de  $Z$  par.

**WALTER J. MACIEL**  
é professor do  
Departamento de  
Astronomia do IAG-USP.

# Figura 1



**Abundâncias cósmicas, medidas no sistema solar (Sol, vento solar e meteoritos) em função do número atômico  $Z$ . As abundâncias são dadas pelo número de átomos em uma escala onde a do hidrogênio é igual a 12.**

Podemos estimar em cerca de 73% a massa do universo visível constituída de H, 23% de hélio e apenas cerca de 2% para os elementos mais pesados. Essa pequena abundância relativa dos elementos com  $Z > 2$  esconde sua real importância. De fato, a maior parte do material de que nosso planeta e nós mesmos somos compostos faz parte dessa pequena porcentagem.

Naturalmente, a semelhança geral das abundâncias dos elementos em objetos de natureza diferente não significa que sua composição química seja idêntica. De fato, a existência de algumas variações sistemáticas, ainda que pequenas, é a mais poderosa indicação da *evolução química* que ocorre nas galáxias e no próprio universo, desde os seus primórdios. Uma vez que esses objetos sofrem processos de contração, expansão e rotação desde sua formação, a evolução química está acoplada à *evolução dinâmica* desses sistemas, o que torna seu estudo bastante complexo.

Uma parte do estudo da evolução química

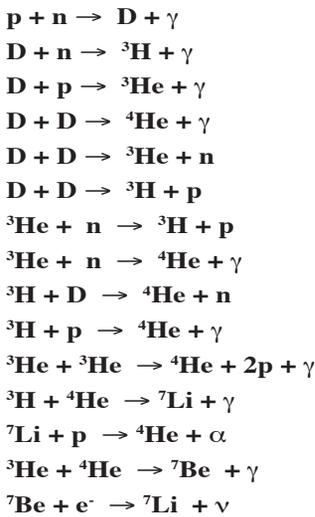
das estrelas e galáxias procura justamente identificar as origens dos elementos químicos observados no sistema solar, nas estrelas, nebulosas e galáxias. Existem ainda muitas lacunas nesse estudo, mas suas linhas gerais estão traçadas: os elementos químicos que hoje observamos nos diversos sistemas físicos foram formados basicamente por três grandes classes de processos: a *nucleossíntese primordial*, a *nucleossíntese estelar* e a *nucleossíntese interestelar*.

## A NUCLEOSSÍNTESE PRIMORDIAL

O modelo cosmológico padrão, geralmente aceito com algumas poucas reservas, admite que o universo teve uma fase inicial – o big-bang – caracterizada por uma elevada temperatura e densidade extremamente alta, a ponto de seu estudo necessitar de uma teoria física unificada ainda não disponível. Nas fases iniciais, havia apenas partículas elementares: elétrons, prótons, neutrinos, etc. e radiação, ou seja, fótons. À medida que o universo se expandiu, essa radiação sofreu um efeito de diluição, alcançando hoje valores característicos da emissão de um corpo negro a 2,7 K, cuja descoberta em 1964 permanece como a principal evidência observacional em favor do modelo do big-bang. Nos primeiros instantes do universo, este era dominado pela radiação, situação que se inverteu ao longo do tempo, com a formação de estruturas como as estrelas e galáxias e predomínio da matéria sobre a radiação. Uma medida adequada da relação entre matéria e radiação é a *razão de bárions sobre fótons*  $\eta$ . No modelo padrão, os produtos da nucleossíntese ocorrida nos primeiros instantes do universo – ou nucleossíntese primordial – dependem essencialmente dessa razão.

As fases iniciais, onde havia essencialmente partículas elementares e radiação, podem ser caracterizadas por temperaturas maiores ou da ordem de  $T \sim 10^{12}$  K e idades menores ou da ordem de  $t \sim 10^{-4}$  segundos.

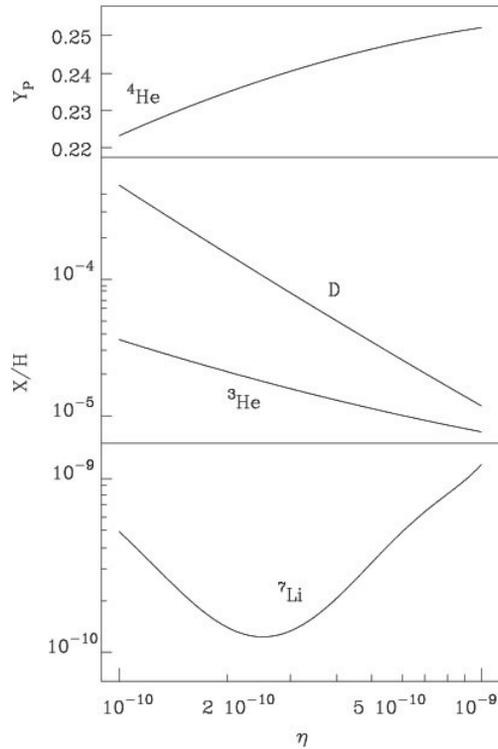
Com a expansão, a temperatura baixou para valores abaixo de  $T \sim 10^{10}$  K, iniciando-se a nucleossíntese primordial propriamente dita em  $t \sim 10^2$  s com  $T \sim 10^9$  K, em que as espécies sintetizadas foram o deutério D (ou  $^2\text{H}$ ), o trítio  $^3\text{H}$ , e os isótopos  $^3\text{He}$ ,  $^4\text{He}$  e  $^7\text{Li}$ , ou seja, os principais isótopos de elementos leves. O núcleo mais simples (D) é produzido em colisões de prótons e nêutrons, e o  $^3\text{He}$  é formado da captura de um próton pelo deutério, ou por meio de colisões envolvendo dois núcleos de deutério, que podem também dar origem ao trítio. O núcleo de  $^4\text{He}$  é formado basicamente pela captura de um deutério pelo trítio, ou pela colisão de dois núcleos de  $^3\text{He}$ . As principais reações nucleares que ocorrem nessa fase estão ilustradas abaixo.



Note-se que o processo se interrompe com o  $^7\text{Li}$ , pois, com a expansão, a densidade e a temperatura decrescem rapidamente, não sendo suficientes para novas reações envolvendo núcleos mais pesados após  $t \sim 10^3$  segundos.

Uma estimativa da quantidade prevista dessas espécies está mostrada na Figura 2, em função da razão  $\eta$ . A abundância de He é medida pelo parâmetro  $Y_p$ , ou seja, a abundância primordial de hélio por massa, de modo que  $Y_p = 0,23$  corresponde a 23% da massa total na forma do isótopo  $^4\text{He}$ . As demais abundâncias são dadas por número de átomos, relativas ao hidrogênio.

**Figura 2**



*Abundâncias previstas para os isótopos produzidos pela nucleossíntese primordial, em função da razão entre bárions e fótons.*

*$Y_p$  é a abundância de  $^4\text{He}$  por massa,  $D$  é o deutério e  $\eta$  é a razão de bárions sobre fótons.*

Os valores atualmente aceitos para o parâmetro  $\eta$  são da ordem de  $3$  a  $6 \cdot 10^{-10}$ , aproximadamente, de modo que as abundâncias previstas para os elementos produzidos pela nucleossíntese primordial são bastante precisas. Essas previsões têm sido largamente confirmadas por observações em sistemas antigos, teoricamente os mais adequados para determinar as abundâncias primordiais, e também pela aplicação de nossos conhecimentos sobre a evolução galáctica, pelos quais podemos interpretar as abundâncias observadas e a partir delas inferir os valores das abundâncias primordiais, para que sejam comparados com as previsões do modelo padrão.

## A NUCLEOSSÍNTESE ESTELAR

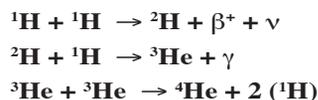
A maior parte dos elementos químicos que podemos observar é originada em processos que ocorrem no interior das estrelas, ou seja, processos de *nucleossíntese estelar*, em que a transformação de um elemento em outro é um subproduto da geração de energia nas estrelas. De maneira geral podemos subdividir esses processos em duas classes, a *nucleossíntese quiescente*, caracterizada pelas reações nucleares que ocorrem durante a vida de todas as estrelas, e a *nucleossíntese explosiva*, que ocorre somente nos estágios finais de estrelas de grande massa ou estrelas em sistemas binários, em explosões de supernovas.

Os processos de nucleossíntese quiescente correspondem a uma queima nuclear hidrostática, isto é, ocorrem enquanto a estrela está em equilíbrio hidrostático, quando o peso das camadas superiores é equilibrado pela pressão do gás nas camadas inferiores, onde ocorrem as reações nucleares. Nessa fase, com duração de vários bilhões de anos para estrelas com massas próximas à do Sol, as dimensões e a temperatura superficial das estrelas praticamente não se alteram. Estrelas mais massivas, cujas massas são superiores a dez vezes a massa do Sol, aproximadamente, consomem seu combustível nuclear muito mais rapidamente, e têm uma duração muito menor do que as de menor massa. Nesse caso, o colapso causado pelo esgotamento do combustível nuclear é extremamente violento, gerando uma intensa instabilidade e uma explosão que ejeta as camadas mais externas da estrela ou mesmo toda ela. A energia gerada nessa explosão é extremamente alta, tipicamente  $10^{42}$  a  $10^{44}$  J, sendo suficiente para produzir as reações nucleares que dão origem aos elementos mais pesados que o Fe e outros elementos, inclusive alguns formados também pelo processo quiescente. Estrelas isoladas precisam ter massas acima de dez massas solares, aproximadamente, para sofrer o colapso que leva ao

processo explosivo. No caso de sistemas binários, o processo pode acontecer com estrelas menos massivas. Parte da massa de uma das estrelas é transferida para a outra, geralmente uma estrela colapsada, formando um disco de acreção, onde a matéria é precipitada violentamente, causando a explosão do objeto colapsado. Note-se que os eventos catastróficos que dão origem aos elementos mais pesados que o  $^{56}\text{Fe}$  devem ser pouco frequentes, uma vez que a abundância cósmica desses elementos é muito mais baixa que a dos elementos do grupo do ferro, onde o número atômico  $Z$  está próximo de 26. Isso pode ser visto na Figura 1, e sua explicação é dada pela existência de um número pequeno de estrelas de grande massa relativamente às estrelas com massas próximas da massa solar.

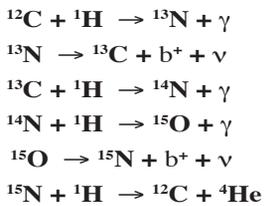
## QUEIMA DE H

O processo mais simples de nucleossíntese quiescente é a queima de H com a formação de  $^4\text{He}$ , que pode ocorrer por meio da cadeia próton-próton ou do ciclo CNO. A cadeia próton-próton ocorre em estrelas com temperaturas centrais da ordem de  $10^7$  K, aproximadamente, suficientemente altas para que a energia cinética dos prótons possa ultrapassar a barreira coulombiana de potencial repulsivo que existe entre eles. São necessários quatro prótons para cada núcleo de  $^4\text{He}$  produzido, gerando energia, pósitrons e neutrinos no processo. É o processo padrão nas estrelas de baixa massa, e está ocorrendo no Sol há cerca de 4 bilhões de anos, sendo, em última análise, responsável pela luminosidade solar. Um exemplo das reações da cadeia próton-próton é:



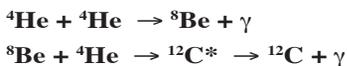
Estrelas mais massivas, com núcleos mais quentes, onde a temperatura alcança

valores superiores a  $2 \cdot 10^7$  K, transformam H em He por meio do ciclo CNO, desde que haja disponibilidade de  $^{12}\text{C}$  no seu interior. Naturalmente, esse carbono não foi produzido na própria estrela, mas já fazia parte da nuvem interestelar que deu origem a ela, ou seja, o ciclo CNO só pode ocorrer após algumas gerações de estrelas massivas terem sido formadas e completado seu ciclo de vida. Elementos como  $^{14}\text{N}$  e  $^{16}\text{O}$  podem também ser produzidos nessa fase. Alguns exemplos de reações do ciclo CNO:



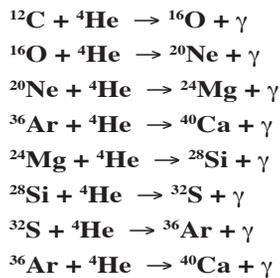
## QUEIMA DE He E ELEMENTOS PESADOS

O processo de queima de H ocorre até que esse combustível se esgote na região central quente, levando a um colapso dessa região, incapaz de suportar o peso das camadas superiores. Há então um novo aquecimento a temperaturas acima de  $10^8$  K, quando o próprio He se funde em  $^{12}\text{C}$ , no processo conhecido como *triplo- $\alpha$* , por envolver 3 núcleos de hélio, ou seja, 3 partículas alfa:

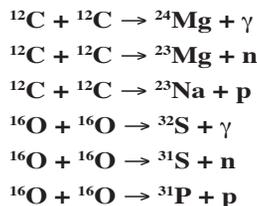


Nessa fase as camadas externas da estrela se expandem e resfriam, e a estrela torna-se uma *gigante vermelha*. Dependendo de sua massa, as estrelas podem desenvolver regiões com múltiplas camadas em que há reações nucleares, como por exemplo a queima de  $^4\text{He}$  em  $^{12}\text{C}$  no núcleo e a queima simultânea de  $^1\text{H}$  em  $^4\text{He}$  em uma camada adjacente ao núcleo e um pouco mais fria do que este. Parte do carbono formado pode também se converter em  $^{16}\text{O}$ , se

a temperatura central for suficientemente alta. Estrelas com massas semelhantes à do Sol ou maiores, até um limite da ordem de 8 massas solares (uma massa solar é igual a  $2 \cdot 10^{30}$  kg), geralmente não conseguem ir além desse estágio, isto é, não podem formar elementos químicos mais pesados, a não ser nos casos em que fazem parte de sistemas binários, onde duas estrelas giram muito próximas uma da outra. Acima do limite de 8 massas solares aproximadamente – o valor exato depende da composição química – as temperaturas centrais atingem valores acima de  $10^9$  K e, em seus estágios finais de evolução, essas estrelas possibilitam a formação dos elementos mais pesados  $^{16}\text{O}$ ,  $^{20}\text{Ne}$ ,  $^{24}\text{Mg}$ ,  $^{28}\text{Si}$ ,  $^{32}\text{S}$ ,  $^{36}\text{Ar}$ ,  $^{40}\text{Ca}$  e alguns de seus isótopos. Esses elementos são chamados elementos alfa, pois sua formação dá-se pela captura de um núcleo de  $^4\text{He}$  (uma partícula alfa) por um núcleo mais leve. Alguns exemplos:



Alguns desses elementos podem também ser formados na queima de C e O, como nas reações



No processo de formação de núcleos como  $^{16}\text{O}$ ,  $^{20}\text{Ne}$ , etc., podem ser formados nêutrons, utilizados mais tarde nos processos de nucleossíntese explosiva, como veremos. De modo geral, as reações nucleares são eficientes na fusão de elementos até o  $^{56}\text{Fe}$ , isto é, incluem também  $^{44}\text{Sc}$ ,  $^{48}\text{Ti}$ ,  $^{52}\text{Cr}$  e  $^{56}\text{Fe}$ . Os elementos do “grupo do fer-

ro” são aqueles mais fortemente ligados, de modo que, acima desse elemento, as reações deixam de ser exotérmicas, interrompendo-se portanto a fase quiescente de queima nuclear.

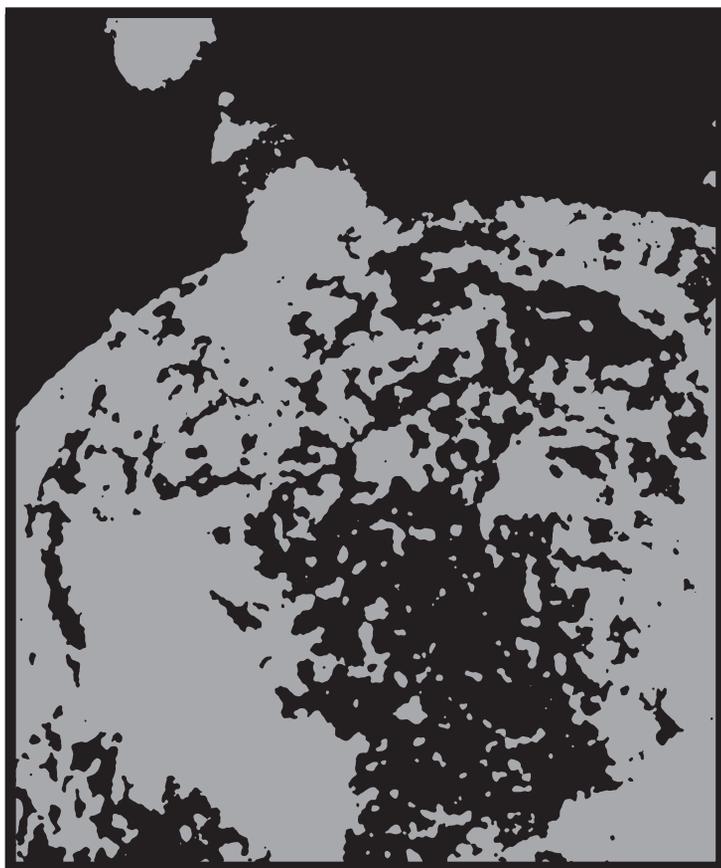
## PROCESSO-S E PROCESSO-R

Os principais processos de produção dos elementos mais pesados são o *processo-s* e o *processo-r*, sendo ambos processos em que núcleos como  $^{56}\text{Fe}$  e outros capturam nêutrons produzidos nas reações nucleares em fases evolutivas anteriores. O *processo-s* (de *slow*, “lento”) é um processo nucleossintético de captura de nêutrons em que o fluxo de nêutrons disponível não é muito alto, como acontece nos estágios finais de evolução de estrelas de massa intermediária, na fase de gigantes frias, na fase de queima hidrostática. O processo é denominado “lento” porque ocorre em escalas de tempo longas com relação ao tempo de

decaimento  $\beta$ . Com a captura de um nêutron e a liberação de um elétron, o número atômico aumenta, repetindo-se o processo até a formação de um novo núcleo estável. Nesse caso, um núcleo “semente” como o  $^{56}\text{Fe}$  pode capturar nêutrons em sucessivas reações nucleares, formando elementos como Co, Ni, Cu, Zn, etc., indo até o  $^{209}\text{Bi}$ , com  $Z=83$ . Para os demais elementos além do  $^{209}\text{Bi}$  é necessário o *processo-r* (de “rápido”), em que à captura dos nêutrons segue-se o decaimento  $\beta$ . Esse processo está associado essencialmente a eventos explosivos energéticos, caracterizando portanto a nucleossíntese explosiva. Pode ocorrer nas explosões de supernovas de tipo II, deixando como remanescente uma estrela de nêutrons, ou seja, gerando enormes fluxos de nêutrons. Os elementos produzidos no *processo-s* podem também ser formados no *processo-r*, mas o *processo-r* alcança rapidamente os números atômicos mais altos. Além dos processos *s* e *r*, os elementos mais pesados que o ferro podem também ser produzidos pelo *processo-p*, de captura direta de prótons, se a temperatura for suficientemente alta. No sistema solar, os elementos Y, Ba, Sr, Zr, La e Ce são produzidos principalmente pelo *processo-s*, enquanto Eu, Dy e Sm são devidos essencialmente ao *processo-r*. Alguns elementos, como Rb, Pr e Nd, são produzidos de maneira semelhante por ambos os processos.

## A NUCLEOSSÍNTESE INTERESTELAR

Podemos observar na Figura 1 que os elementos Li, Be e B têm uma abundância “cósmica” muito baixa, tipicamente  $10^5$  a  $10^6$  vezes menor que os elementos vizinhos C, N e O. O isótopo  $^7\text{Li}$  é produzido na nucleossíntese primordial, pelo menos parcialmente, como vimos. Esses elementos leves são destruídos com certa facilidade pelas reações nucleares que ocorrem nas estrelas, e seus processos de formação nas estrelas não são bem conhecidos. De fato, o  $^6\text{Li}$ , parte do  $^7\text{Li}$ , assim como o  $^9\text{Be}$ ,  $^{10}\text{B}$  e



possivelmente o  $^{11}\text{B}$  têm uma origem totalmente diferente, sendo produzidos pelas reações de *espalação* que ocorrem no meio interestelar, no que se poderia chamar *nucleossíntese interestelar*. A nossa galáxia, a Via Láctea, tem a forma de um disco, caracterizado por uma espessura da ordem de 1.000 parsecs e um diâmetro da ordem de 30.000 parsecs (1 parsec =  $3 \cdot 10^{13}$  km). Nessa região concentram-se o gás e a poeira interestelares, como podemos observar facilmente em outras galáxias vizinhas semelhantes à nossa. O gás interestelar é constituído principalmente de hidrogênio, com uma pequena proporção de elementos mais pesados. A região interestelar é constantemente atravessada pelos raios cósmicos, que são prótons, elétrons, núcleos de He e de outros elementos mais pesados, acelerados em explosões de supernovas e outros eventos energéticos. O fluxo dos *raios cósmicos* é bem medido e sua propagação pela galáxia é razoavelmente bem conhecida. As reações de espalação consistem essencialmente na fragmentação de núcleos pesados que compõem os raios cósmicos pelas colisões com átomos do gás interestelar, ou, inversamente, a fragmentação de átomos pesados interestelares pelas colisões com raios cósmicos leves. O processo de fragmentação é pouco eficiente para a formação de novos núcleos, aplicando-se essencialmente aos elementos leves Li, Be e B, cujas abundâncias são muito baixas, menores ou da ordem de  $10^{-10}$  em relação ao hidrogênio. Os demais elementos podem ser produzidos de maneira muito mais eficiente nas estrelas, como vimos, obtendo abundâncias muito mais altas. A observação dos elementos leves nas estrelas é geralmente difícil, necessitando de grandes telescópios e detectores de alta resolução ou observações feitas no espaço, devido justamente à sua baixa abundância, que leva à formação de linhas espectrais fracas, facilmente misturadas com linhas dos outros elementos mais abundantes, especialmente nas estrelas mais velhas, de baixa metalicidade. Ainda assim, os resultados obtidos a partir das observações estão geralmente em bom acor-

do com as previsões dos modelos da interação dos raios cósmicos com os átomos do gás interestelar.

Embora a maior parte de nosso conhecimento sobre a origem dos elementos se deva a estudos em nossa própria galáxia – a Via Láctea – e em galáxias próximas, como Andrômeda e as Nuvens de Magalhães, recentemente alguns resultados interessantes têm sido apresentados sobre a composição química de objetos muito distantes, formados em épocas mais próximas da origem do universo. Esses objetos apresentam grandes desvios para o vermelho, ou *redshift*, de modo que a radiação emitida por eles levou cerca de 10 bilhões de anos ou mais para nos alcançar. A interpretação desses resultados ainda está em sua infância, mas, aparentemente, nos objetos formados em épocas mais próximas ao big-bang, a formação de estrelas massivas e a conseqüente síntese de elementos pesados foram muito rápidas, o que parece necessário para explicar as abundâncias encontradas em sistemas muito antigos.

