

# Produção de elementos químicos no universo

Chemical elements production in the universe

Alan Alves-Brito<sup>\*1</sup>, Luciano Slovinski<sup>1</sup>

<sup>1</sup>Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Instituto de Física, Porto Alegre, RS, Brasil.

Recebido em 30 de agosto de 2024. Revisado em 16 de novembro de 2024. Aceito em 19 de novembro de 2024.

Os elementos químicos da Tabela Periódica (TP), constituídos por partículas fundamentais, formam a matéria luminosa (matéria bariônica), ou seja, a matéria prima de tudo o que conseguimos medir e observar no Universo, que representa apenas 5% do mesmo. Em Astrofísica, denominam-se *metais* todos os elementos químicos naturais da TP, isto é, excetua-se hidrogênio e hélio e exclui-se os elementos químicos artificiais. Apresentamos, neste texto, uma visão geral da produção dos elementos químicos no Universo e mostramos, usando matemática acessível, por que a proporção de 2% de metais do nosso Sistema Solar, que é uma representação da evolução química no Universo, não aumentou significativamente nos últimos 13,8 bilhões de anos. Salientamos, ao longo do texto, que alguns conceitos de Astrofísica podem ser discutidos em sala de aula (ou fora dela), abordando conhecimentos estabelecidos pela Base Nacional Comum Curricular (BNCC), para aproximar cada vez mais questões de Astrofísica da formação inicial e continuada de professores.

**Palavras-chave:** Elementos químicos, tabela periódica, evolução estelar, nucleossíntese.

The chemical elements of the Periodic Table, made up of fundamental particles, form luminous matter (baryonic matter), that is, the raw material of everything we can measure and observe in the Universe, which represents only 5% of it. In Astrophysics, all natural chemical elements in TP are called *metals*, that is, except for hydrogen and helium and artificial chemical elements. In this text, we present an overview of the production of chemical elements in the Universe and show, using accessible mathematics, why the 2% proportion of metals in our Solar System, which is a representation of chemical evolution in the Universe, has not increased significantly in the last 13.8 billion years. We emphasize, throughout the text, that some Astrophysics concepts can be discussed in the classroom (or outside it), addressing knowledge established by the National Common Curricular Base, to increasingly bring Astrophysics issues to the initial and continuing formation of teachers.

**Keywords:** chemical elements, periodic table, stellar evolution, nucleosynthesis.

## 1. Introdução

Há consenso na literatura [1, 2] e em documentos de regulação da Educação e Divulgação em Ciências no Brasil [3, 4] que a Astronomia é altamente interdisciplinar e uma das ciências básicas mais instigantes, com forte potencial para não apenas atrair jovens para a ciência, como também para estimular e desenvolver o pensamento crítico acerca de questões científicas e filosóficas fundamentais, que a humanidade se questiona há milênios, sendo algumas delas ligadas à formação, constituição e evolução do Universo.

Apesar disso, como extensivamente revisado em [1, 5], há ainda na literatura poucos textos e materiais didáticos que apresentam e discutem tópicos de pesquisa focados nos resultados de Física e Astrofísica Moderna e Contemporânea, contextualizados para espaços formais, não formais e informais de ensino e aprendizagem em nível básico. No que tange a essa discussão crucial, a formação inicial e continuada de professores, sobretudo em ciências físicas e/ou áreas afins, bem como a

promoção da cultura científica por meio da formação de mediadores culturais aptos a trabalhar em museus, observatórios e planetários, ficam, assim, comprometidas, sobretudo quando se leva em conta os desafios e as tensões contemporâneos na execução do que preconizam os novos documentos da educação brasileira, em que a Astronomia permeia todas as “aprendizagens essenciais que todos os alunos devem desenvolver ao longo das etapas e modalidades da Educação Básica” [4, p. 7].

Nesse contexto, tópicos voltados ao estudo da composição química do Universo são altamente relevantes, uma vez que, para decifrá-la, é necessário entender os processos físicos e astrofísicos relacionados à Física de Partículas, origem, evolução e morte de estrelas (evolução estelar) e formação e evolução do próprio Universo. Estes são, como dito, tópicos poucos tratados na Educação Básica e Superior de vários cursos de Física do Brasil, apesar de constituírem habilidades específicas previstas na BNCC para serem abordadas em sala de aula, na disciplina de Ciências Naturais, no Ensino Fundamental, e na área de Ciências da Natureza e suas Tecnologias, no Ensino Médio, e, por isso, também serem, em tese, de conhecimento obrigatório dos

\*Endereço de correspondência: alan.brito@ufrgs.br

professores que lecionam tais disciplinas [6], mesmo que isso ainda não seja verificado na prática [7].

Tentando contribuir com uma mudança desse cenário, recentemente [1, 5] apresentaram textos didáticos em que descrevem em riqueza de detalhes, mas sem grandes complexidades, os processos (astro)físicos envolvidos na nucleossíntese (gênese) dos elementos químicos no Universo, destacando também aspectos históricos e filosóficos da ciência e oferecendo, por meio de um jogo, estratégias didáticas para transpor, de maneira compreensível para a sala de aula, em todos os níveis de educação, assuntos de pesquisa atuais e de alto nível em Astrofísica Estelar.

Do ponto de vista prático, pedagógico e didático, os elementos químicos da TP são elementos básicos constituintes da matéria ao nosso redor: o nitrogênio é encontrado em abundância na atmosfera da Terra; o oxigênio é indispensável à vida como a conhecemos; o ferro circula no nosso sangue; o cálcio está presente nos nossos ossos, e o silício é encontrado nos microcomputadores e microprocessadores, assim como há ouro nas joias e flúor nos cremes dentais. O corpo humano é constituído principalmente de água e, portanto, ele é composto de dois dos elementos químicos mais abundantes no Universo: hidrogênio (primeiro mais abundante) e oxigênio (terceiro). Embora o hélio seja o segundo elemento químico mais abundante, sabemos que ele, por ser um gás nobre, não reage como os demais elementos.

De acordo com as ideias e evidências atuais [1], o universo observável é formado por gás, poeira, campo gravitacional e magnético, objetos menores (cometas, luas, asteroides, meteoritos, planetas anões), planetas, estrelas, galáxias e aglomerados de galáxias. O Modelo Cosmológico Padrão [8] dá conta de que, basicamente, o Universo é composto de energia escura ( $\sim 68\%$ ), matéria escura ( $\sim 27\%$ ) e matéria bariônica ( $\sim 5\%$ ). A natureza da energia escura e da matéria escura é, no entanto, um dos maiores mistérios da ciência contemporânea [1, 8], o que mostra que nosso conhecimento é sempre inconcluso. Nas palavras do filósofo da ciência Gaston Bachelard, cada novo projeto de estudo “é um pretexto para pensar, não um mundo a explorar” [9, p. 15].

Embora contribua com uma pequena fração da receita cósmica ( $\sim 5\%$ ), a matéria bariônica é crucial porque é composta de todos os elementos químicos naturais exibidos na TP, constituindo-se na base de tudo o que conseguimos atualmente descrever no Universo. Em Astrofísica, com exceção de hidrogênio e hélio – que são os elementos mais leves e formados nos três primeiros minutos após o *Big Bang*<sup>1</sup> [10], num processo denominado nucleossíntese primordial – todos os outros elementos químicos (por massa ou número atômico) são chamados *metais*. Estes últimos são produzidos

principalmente em processos (astro)físicos que envolvem a formação, evolução e morte de estrelas de diferentes massas. Embora o hélio também possa ser produzido por fusão de hidrogênio nas estrelas, há fortes evidências teóricas e observacionais [11] de que apenas uma pequena fração do total de hélio observado é realmente resultado do processo de fusão estelar. Nossa própria galáxia, a Via Láctea, possui uma fração de hélio de aproximadamente 28%, o que implica que a maioria dele já deveria estar presente na nuvem protogaláctica, isto é, que precedeu a formação da Via Láctea. Nesse contexto, podemos afirmar que o hélio que compõe as galáxias é praticamente primordial. A Teoria Padrão do Big Bang explica a existência do hélio como consequência da fusão que ocorreu nos primeiros três a cinco minutos após o Big Bang, em que quatro átomos de hidrogênio se juntam para formar o átomo de hélio, liberando energia [1, 11]. Como veremos mais adiante, nosso Sol, por exemplo, foi formado há cerca de 4,6 bilhões de anos, a partir de uma nebulosa gasosa composta, em massa, principalmente por hidrogênio e hélio (98%) e pelos metais (2%).

Dito isso, uma questão fundamental colocada por muitos(as) docentes (em formação inicial ou continuada) em nossas intervenções didáticas, quando confrontados(as) com tópicos relacionados à evolução química no Universo, é a seguinte: *se as estrelas são as principais fábricas dos elementos químicos, por que o nível de metais na Via Láctea não mudou, significativamente, desde que esta foi formada, embora existam entre 100–200 bilhões de estrelas na nossa galáxia?*

Com base no questionamento apresentado, este artigo tem por objetivo apresentar, com foco na formação inicial e continuada de professores, uma visão geral da produção de elementos químicos no Universo, e elucidar, por meio de matemática acessível, por que a proporção de 2% de metais, que só poderia ter sido originada em processos envolvendo principalmente a evolução estelar, não aumentou significativamente no Universo ao longo dos últimos 13,8 bilhões de anos, a despeito dos bilhões de estrelas que existem na Via Láctea.

## 2. Evolução Química no Universo

Evidências teóricas e observacionais corroboram a ideia de que o Universo se expande de maneira acelerada e, embora finito no espaço e no tempo, o mais provável é que ele se expanda infinitamente [1, 8, 10]. O Modelo Padrão [1, 8, 11] aceita atualmente estabelece que hidrogênio e hélio são os primeiros elementos a serem formados cerca de três a cinco minutos após o Big Bang, na proporção, em massa, de cerca de 75% de hidrogênio e 25% de hélio. Isso acontece porque, nesse curto espaço de tempo, os prótons e os nêutrons se juntam para formar núcleos estáveis. A temperaturas típicas ( $\sim 10^9 K$ ), prótons e nêutrons se transformam uns nos outros, e suas razões de abundâncias são obtidas pelas massas relativas de cada um deles. Os cálculos

<sup>1</sup> O *Big Bang* é a teoria científica que aplica e testa as leis da Física à ideia de que tudo o que conhecemos começou em uma coleção extremamente quente e densa de matéria e radiação há 13,8 bilhões de anos.

também sugerem que havia aproximadamente 0,01% de deutério e quantidades muito pequenas ( $\sim 10^{-10}$ ) de  $^3\text{He}$ ,  $^6\text{Li}$ ,  $^7\text{Li}$  e  $^9\text{Be}$ . E, talvez,  $^{10}\text{B}$  e  $^{11}\text{B}$  também estiveram presentes, o que atualmente é confirmado com grande precisão pelas observações, exceto para o lítio [1].

Decorridos três a cinco minutos após o Big Bang, a temperatura do Universo, originalmente da ordem de  $10^{32}\text{K}$ , já tinha diminuído o bastante ( $< 10^9\text{K}$ ), de forma que não havia energia suficiente para produzir elementos químicos mais pesados que hélio, em quantidades consideráveis, uma vez que a temperatura mínima para converter quatro átomos de hidrogênio em um átomo de hélio no interior das estrelas, com liberação de energia, é, em média, da ordem de 15 milhões de graus celsius. Este é o motivo pelo qual elementos químicos mais pesados, com número atômico  $Z > 3$ , só são efetivamente formados em processos evolutivos envolvendo estrelas de diferentes massas, com base nas mais altas temperaturas do núcleo, as quais têm sido as principais “fábricas” dos elementos químicos no Universo [1, 11, 12].

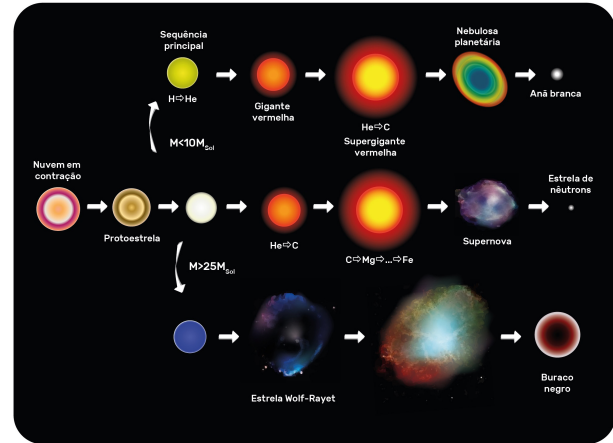
Como explicado em detalhes em [1, 11], sabemos, por exemplo, que a nucleossíntese estelar produz a maior parte dos elementos químicos de maneira *quiescente* (isto é, por meio de reações nucleares que ocorrem durante a vida de todas as estrelas), ou de forma *explosiva*, que ocorre somente nos estágios finais de estrelas de grande massa ( $> 10M_{\odot}$ , onde  $M_{\odot}$  representa a massa do nosso Sol<sup>2</sup>: Supernova do Tipo II). Além disso, há também *explosões* associadas aos sistemas binários de mais baixa massa ( $< 10M_{\odot}$ : Supernova do Tipo Ia).

As condições físicas nos interiores estelares, bem como as equações e reações principais envolvidas em cada um dos estágios da evolução de estrelas de diferentes massas são revisadas em detalhes em vários textos da literatura [1, 11, 12]. Fisicamente, o processo de fusão nuclear, ou a conversão de massa nuclear em energia radiativa no interior das estrelas, dá-se de acordo com a famosa relação massa-energia de Einstein:

$$E = mc^2, \quad (1)$$

onde  $c$  é a velocidade da luz. É este processo que permite que as estrelas brilhem por até bilhões de anos. Todo o processo de evolução das estrelas é marcado pela condição de (des)equilíbrio hidrostático entre a pressão gravitacional interna (que puxa a estrela para dentro) e o excesso de pressão do interior quente (que faz o movimento contrário, empurrando-a para fora).

De forma resumida, conforme esquematizado na Figura 1, as estrelas são formadas em nuvens moleculares frias ( $T \sim 10 - 100\text{K}$ ) e relativamente densas [2], compostas basicamente de gás (hidrogênio) e poeira (grafite, silicatos). As massas das estrelas formadas variam de  $0,08M_{\odot}$  a cerca de  $150M_{\odot}$  [1, 12], e são elas, além da composição química primitiva da nuvem gasosa, que definem como as estrelas evoluem e morrem [12]. Como discutido em [2], o limite inferior de



**Figura 1:** Principais estágios de evolução estelar, que é, em primeira aproximação, dependente da massa e da composição química inicial das estrelas. Ao longo de sua evolução, as estrelas brilham por meio da produção (por fusão) de elementos químicos no seu interior. Fonte: [1, 11, 12].

massa é relativamente bem conhecido, enquanto o limite superior é ainda amplamente debatido (teoricamente, estima-se que varie entre  $150 - 200M_{\odot}$ ). Estrelas que se formam com massas acima do limite superior evaporam rapidamente, isto é, formam-se, evoluem e morrem em um processo rápido, que dura apenas alguns milhões de anos. Isso é o que se espera ter ocorrido com as primeiras estrelas que provavelmente se formaram nos primeiros milhões de anos após o Big Bang, classificadas como estrelas de População III [1, 2, 11].

O tempo de vida das estrelas é uma função de suas massas. Quanto maior a massa, menos tempo elas precisam para evoluir, ou seja, para *queimar* o combustível nuclear que as mantém em equilíbrio hidrostático. Dependendo da massa, algumas estrelas não chegarão até a queima quiescente do ferro no núcleo, que é o elemento químico mais estável da TP [1, 12].

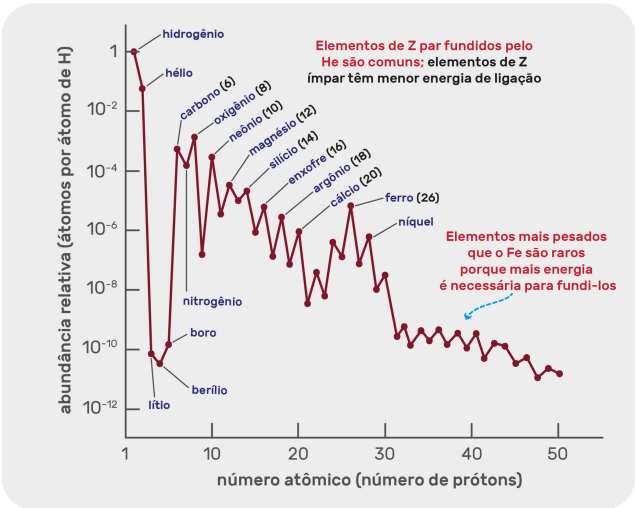
O Quadro 1 sintetiza os principais ambientes e processos (astro)físicos, bem como as escalas de tempo e os produtos envolvidos nos principais ciclos ou canais de formação dos diferentes elementos químicos no Universo.

Do ponto de vista teórico e experimental, a composição química dos elementos é muito bem determinada, seja pela resolução de equações que envolvem o transporte de energia no interior das estrelas, seja pela compreensão e reprodução, em laboratório, dos processos físicos envolvidos na formação de linhas espectrais nas atmosferas estelares [1, 11, 12]. Apesar das dificuldades intrínsecas em se obter razões de abundâncias de alguns elementos [13], a *assinatura química* de diferentes ambientes astrofísicos tem sido obtida com grande precisão por meio de distintos traçadores, entre eles estrelas anãs e gigantes de diferentes componentes da Via Láctea [14], usando, para isso, metodologias bem alicerçadas em princípios da Mecânica Quântica, ou seja, com base em como se dá a interação da luz com a matéria.

<sup>2</sup>  $M = 1,99 \cdot 10^{30} \text{ kg}$

**Quadro 1:** Processos de formação dos elementos químicos no Universo. Fonte: [1, 11, 12] para mais detalhes.

Ambiente Astrofísico	Detalhe Físico	Escala de Tempo	Produtos
<i>Big Bang</i>	altas temperaturas e densidades	primeiros 3 minutos após o Big Bang	H, He e elementos traços: Li, Be e B
Espalação	acontece no meio-interestelar	mesmo atualmente	Li, Be e B
Estrelas RGB	0,8–1,5 M <sub>⊙</sub>	2–12 bilhões de anos	<sup>13</sup> C, <sup>14</sup> N
Estrelas AGB	1,5–4 M <sub>⊙</sub>	0,2–2 bilhões de anos	C, F, processo-s (Ba, La, Y, Zr)
	4–10 M <sub>⊙</sub>	40–200 milhões de anos	N, He, Na, processo-s (Ba, La, Y)
Supernova Tipo Ia	1–10 M <sub>⊙</sub>	~ bilhões de anos	Fe, Cu e outros elementos do pico do Fe
Supernova Tipo II	10–25 M <sub>⊙</sub>	10–40 milhões de anos	He, CNO, Fe, Si, Ca, processo-r (Eu)
Estrelas massivas	Massa inicial > 25 M <sub>⊙</sub>	2–10 milhões de anos	He, N
	kilonova (estrela de nêutron em sistemas binários)	10–40 milhões de anos	processo-r (Au, Pt)



**Figura 2:** Padrão de abundância solar<sup>3</sup> [2] obtido por meio de espectroscopia de alta resolução de linhas formadas na atmosfera do Sol. Número atômico (eixo das abscissas) versus abundância relativa (eixo das ordenadas). Fonte: [1, 11, 12].

Nosso Sol, como ilustra a Figura 2, foi formado a partir de uma nebulosa gasosa composta principalmente por hidrogênio (73%), hélio (25%) e metais (2%). Este resultado indica que, no geral, as abundâncias dos principais elementos químicos da TP têm uma distribuição muito semelhante, tanto no sistema solar, como nas estrelas, nebulosas e galáxias. Como vimos, elementos mais pesados que o hélio são principalmente produzidos

em processos que envolvem a queima quiescente ou explosiva de elementos em estrelas de diferentes massas. Embora o hélio também possa ser produzido por fusão de hidrogênio nas estrelas, há fortes evidências teóricas e observacionais de que apenas uma pequena fração do hélio total observado é realmente produzido por estrelas. Nesse contexto, a composição de hélio das galáxias é praticamente primordial [11, 12, 15].

### 3. Função de Massa Inicial

Para entender a produção dos elementos químicos com o tempo (evolução química) na Via Láctea é necessário retomar nossa pergunta inicial: *por que, então, mesmo após haver passado 9,3 bilhões de anos até que o Sol se formasse, o nível de metais na Via Láctea não mudou significativamente?*

Para responder a esta pergunta fundamental, que intriga muitos(as) professores(as) e estudantes em formação quando estes(as) pensam sobre a evolução química do Universo, e que certamente não é do conhecimento da maioria deles(as) [6], vamos, então, revisar alguns conceitos básicos acerca da formação das estrelas, que são as fábricas dos elementos químicos.

A Função de Massa Inicial (FMI), um dos mais importantes ingredientes para estudos de formação e evolução de estrelas e galáxias, é extremamente discutida na literatura [11, 12]. Teoricamente, a FMI especifica qual é a distribuição em massa de uma população estelar recém-formada. Ou seja, qual é o número de estrelas (contagem), com uma certa massa, que se forma numa nuvem molecular. A FMI é, portanto, uma função de distribuição de probabilidade de formação de estrelas quando a nuvem molecular começa a colapsar. Observacionalmente, sabemos que a criação de estrelas em um certo episódio de formação estelar não ocorre de forma aleatória mas, alternativamente, segue um padrão específico que privilegia muito mais estrelas de baixa

<sup>3</sup> As abundâncias elementares são normalizadas para 10<sup>12</sup> átomos de hidrogênio. A razão entre o número de átomos de um elemento N(X) pelo de hidrogênio N(H) é dada em escala logarítmica:  $AX = \log N(X)N(H) + 12 = \log \epsilon(X)$ , onde  $X/H = \log N(X)N(H)^* - \log N(X)N(H)$ . Nessa notação, a metalicidade Fe/H do Sol é zero. Portanto, uma estrela (\*) com metalicidade Fe/H = 0,5 tem 3,16 vezes mais ferro que o Sol em sua atmosfera estelar. O efeito Z-ímpar: Z-par explica o aspecto serrilhado da figura.

massa do que estrelas de alta massa. Consequentemente, o número de estrelas que se formam por intervalo de massa e por unidade de volume é fortemente dependente da massa. É essa dependência funcional que denominamos, em Astrofísica, de FMI. O seu estudo é também importante porque as condições de formação e evolução das estrelas dependem da massa inicial das mesmas, que determina suas características físicas fundamentais (cor, temperatura superficial, luminosidade, raio, energia).

Como resultado empírico, uma aproximação frequente para a FMI de uma estrela é uma lei de potência, em que o número de estrelas com massas na faixa  $M$  e  $M + dM$ , no cômputo de um volume específico de espaço, é proporcional a  $M^{-\alpha}$ , em que o expoente  $\alpha$  é adimensional. Há várias prescrições para a FMI na literatura especializada [11, 12].

E é justamente aí que se encontra o maior problema, porque o nosso conhecimento atual sobre como se dá a formação estelar é ainda limitado, sendo este um dos processos astrofísicos mais debatidos na Astrofísica Estelar Moderna [12]. Percebe-se, com isto, que quanto mais avança o nosso conhecimento sobre o Universo, tanto mais novas perguntas surgem, de maneira que, como bem advertem a História e Filosofia da Ciência<sup>4</sup>, não há perguntas nem respostas finais.

Observacionalmente, também é difícil estudar a FMI. E isso se dá, primeiro, porque as nuvens moleculares (berçários estelares) são constituídas de gás e poeira, de forma que é muito difícil detectar diretamente estes berçários estelares na luz visível (na faixa do visível, óptico), já que a forte presença de poeira absorve eficientemente a radiação eletromagnética nessa faixa específica do espectro eletromagnético, atrapalhando o estudo do núcleo das nuvens moleculares. Segundo, porque à medida que a nuvem molecular colapsa sobre o próprio peso e se torna mais quente, ainda que seja possível observá-la com mais detalhes na faixa espectral do infravermelho, outras complexidades operam. Por exemplo, nota-se que nem sempre o colapso acontece de forma simetricamente esférica. Efeitos de rotação e até mesmo a presença de possíveis campos magnéticos, quase sempre negligenciados no modelo canônico (padrão) de formação de estrelas, também deixam os estudos de formação estelar bastante incertos. Os efeitos de campos magnéticos podem ser relevantes no caso de a nuvem molecular ser parcialmente ionizada (isto é, constituída por partículas carregadas eletricamente) e, o gás, um bom condutor, alterando o tempo de colapso da

nuvem molecular. Terceiro, porque no caso das primeiras estrelas a se formarem (estrelas de População III), constituídas basicamente de material primordial (hidrogênio e hélio), o processo de resfriamento da nuvem molecular é muito ineficiente por conta da ausência de metais, o que também altera o tempo de colapso da nuvem e fragmentação que garanta estrelas com massas da ordem de  $1M_{\odot}$ . Por isso, no caso da matéria primordial, a FMI é dominada por estrelas muito massivas, de vida curta, com massas da ordem de  $100M_{\odot}$ . Mas, como dito, a atual teoria de formação estelar é incompleta, o que dificulta a descrição de um cenário mais realístico sobre os processos físicos que dominam a formação estelar.

Em que pese todas essas dificuldades até aqui descritas, a partir de observações, nós podemos contar quantas estrelas de cada massa estão presentes em, por exemplo, um aglomerado recém-formado de estrelas jovens, a fim de determinar a proporção relativa de estrelas de cada tipo espectral. Estrelas de baixa massa são subestimadas, pois não são brilhantes o suficiente para serem detectadas. Como alternativa, podemos contar quantas estrelas de baixa massa existem na vizinhança solar<sup>5</sup> e depois extrapolar a contagem para estimar quantas delas estão preenchendo toda a nossa galáxia.

Procedendo dessa forma, a distribuição de massas entre as estrelas recém-formadas na vizinhança solar foi bem estudada por [16], cuja distribuição ficou bem conhecida na literatura como FMI de *Salpeter* (embora não seja a única), a qual, para os objetivos do presente artigo, é mais do que suficiente.

Se assumirmos que  $\Phi(M)dM$  é o número de estrelas nascidas numa certa população estelar com massas entre  $M$  e  $M + dM$ , a FMI de Salpeter [16] é dada por:

$$\Phi(M)dM \propto M^{-2,35}dM \quad (2)$$

Na Equação (2), é importante notar que “ $\propto$ ” (proporção) é usado em lugar de “=” (igualdade). Matematicamente, o lado esquerdo se iguala ao lado direito por uma constante de proporcionalidade, a ser determinada (ver mais adiante). O expoente  $-2,35$  no lado direito da Equação (2) é conhecido como *declive de Salpeter*, obtido por meio de ajustes matemáticos à distribuição observada. Sendo assim, essa FMI mostra que o número de estrelas em cada faixa de massa diminui rapidamente com o aumento da massa – ou seja, o processo de formação estelar na vizinhança solar parece ser dominado por estrelas de baixa massa.

Com base no que foi previamente discutido sobre os intervalos possíveis de massa para as estrelas, podemos razoavelmente supor que a inclinação de Salpeter se manterá acima de um intervalo de massa mínima  $M_{min} = 0,1M_{\odot}$  a uma massa máxima  $M_{max} = 120M_{\odot}$ . Seguindo soluções bem estudadas em livros

<sup>4</sup> Os Parâmetros Curriculares Nacionais para o Ensino Médio (PCNEM); os Parâmetros Curriculares Complementares (PCN+) e as Orientações Curriculares para o Ensino Médio (OCM) são documentos públicos muito úteis, pois buscam estabelecer um diálogo com o professor da Educação Básica. Neste diálogo, o uso da História e Filosofia da Ciência é sugerido como uma estratégia potencial para discutir a natureza, a evolução e os limites das leis e teorias da Física. Tal discussão articulada aos conteúdos auxilia, não apenas uma melhor compreensão dos conceitos, como também melhora o interesse dos jovens pela Ciência.

<sup>5</sup> Podemos considerar como vizinhança solar a distância de 100 parsec (pc), em que 1 pc equivale a cerca de 31 trilhões de quilômetros.

textos formais [11, 12], uma constante de normalização (ou proporcionalidade)  $A$  pode ser então obtida exigindo que a integral implicitamente dada na Equação (2) seja igual a 1. O sinal da integral representa um processo matemático chamado “integração” que é muito estudado no Ensino Superior, em que técnicas de resolução de integrais são aprendidas para encontrar, em palavras simples, a área abaixo de uma curva cujo formato não é regular como a de um quadrado, retângulo, triângulo, etc. Sendo assim, a referida equação pode ser reescrita como:

$$1 = \int_{M_{min}}^{M_{max}} \Phi(M) dM = \int_{M_{min}}^{M_{max}} AM^{-2,35} dM \quad (3)$$

O Teorema Fundamental do Cálculo [12] fornece a principal ferramenta para a solução de integrais. À exceção de  $\frac{1}{x}$ , a integral de qualquer potência de  $x$ , Equação (3), onde “a” e “b” são os intervalos de integração e “n” é um número inteiro positivo que representa o número de retângulos, ou o número de subintervalos de [a,b], terá como resultado:

$$\int_a^b x^n dx = \frac{(b^{n+1} - a^{n+1})}{(n+1)} \quad (4)$$

Sendo  $A$  uma constante, que pode sair da integral, com base na Equação (4), a solução da Equação (3) pode ser encontrada da forma:

$$\begin{aligned} 1 &= \int_{M_{min}}^{M_{max}} AM^{-2,35} dM \\ &= \frac{A}{-1,35} (M_{max}^{-1,35} - M_{min}^{-1,35}) \end{aligned} \quad (5)$$

A constante  $A$  pode finalmente ser determinada:

$$A = \frac{1,35}{M_{min}^{-1,35} - M_{max}^{-1,35}} = 0,06 \quad (6)$$

Desse modo, como  $M_{min} = 0,1M_{\odot}$  e  $M_{max} = 120M_{\odot}$ , temos que:

$$\Phi(M) = 0,06M^{-2,35} \quad (7)$$

A partir do resultado obtido na Equação (7), podemos calcular a fração de estrelas,  $fN$ , em número, que são mais massivas que o Sol em uma população de estrelas recém-nascidas. Assim:

$$\begin{aligned} fN(> 1M_{\odot}) &= \int_1^{120} 0,06M^{-2,35} \\ &= \frac{0,06}{1,35} (1^{-1,35} - 120^{-1,35}) = 0,045 \end{aligned} \quad (8)$$

Da Equação (8), concluímos que apenas 4,5% das estrelas recém-nascidas são mais massivas que o Sol. Consequentemente, de acordo com a FMI de Salpeter, a grande maioria das estrelas na Via Láctea tem massas inferiores à massa do nosso Sol. A partir das observações,

sabemos que, em média, para cada estrela com massa acima de  $10M_{\odot}$  em uma população estelar recém-formada, normalmente existem 10 estrelas com massa entre  $1M_{\odot}$  e  $10M_{\odot}$ , 50 estrelas com massa entre  $0,5M_{\odot}$  e  $2M_{\odot}$ , e algumas centenas de estrelas com massas abaixo de  $0,5M_{\odot}$ . Estrelas de menor massa ( $0,08M_{\odot}$  a  $2M_{\odot}$ ) são muito mais comuns, enquanto estrelas mais massivas que estas são relativamente raras.

Seguindo a teoria padrão da evolução estelar [1, 11, 12], atualmente o Sol irradia uma quantidade de energia igual à metade de sua energia gravitacional. Supondo que o Sol sempre irradiou energia na taxa atual de luminosidade solar<sup>6</sup>, e que 10% da massa do Sol está em condições de sofrer reações nucleares, podemos estimar uma idade atual de cerca de 4,6 bilhões de anos [11, 12, 17] para o Sol. Nós sabemos, pela teoria da evolução estelar [1, 12, 17], que as estrelas passam 90% de suas vidas convertendo hidrogênio em hélio [2, 12, 17], brilhando de forma estável, e em equilíbrio hidrostático, por meio de reações nucleares em seus interiores. Nessa fase, o Sol ocupa a denominada Sequência Principal do Diagrama *Hertzsprung-Russell* [1, 11, 17], região em que as estrelas mantêm uma relação muito forte entre as suas temperaturas e luminosidades, as quais dependem da massa. A relação luminosidade, temperatura e massa acontece no sentido de que as estrelas mais luminosas são também as mais quentes, brilhantes, azuis e mais massivas, enquanto as estrelas menos luminosas são as mais frias, menos brilhantes, vermelhas e menos massivas.

Tendo essas ideias em mente, é relativamente simples determinar o tempo de vida total do Sol. Para isso, é necessário estimarmos quanto de energia o Sol pode produzir. Essa quantidade de energia está, como já dissemos, associada à conversão de hidrogênio em hélio no núcleo do Sol. Como a massa do Sol é da ordem de  $2 \times 10^{30}$  kg, ele apresenta cerca de  $2 \times 10^{21}$  milhões de toneladas de hidrogênio. No entanto, a conversão de hidrogênio em hélio não acontece em toda a região das estrelas. Apenas 10% da massa do Sol, ou seja, o equivalente à sua região nuclear, atingirá temperaturas suficientemente quentes para que a fusão nuclear ocorra. Além disso, é importante notar que a energia de transformação de H em He corresponde a cerca de 0,7% do total disponível. Logo, a energia nuclear irradiada pelo Sol ao longo de sua vida será:

$$\begin{aligned} E_N &= 0,007 \cdot 0,1 \cdot 2,0 \cdot 10^{30} kg \cdot (3,0 \cdot 10^8 m/s)^2 \\ &= 1,26 \cdot 10^{44} J. \end{aligned} \quad (9)$$

Se a luminosidade solar é a energia irradiada pelo Sol por unidade de tempo, podemos estimar que o tempo de vida do Sol na Sequência Principal do Diagrama HR, onde as estrelas passam a maior parte de suas vidas, é

<sup>6</sup>  $L = 3,9 \cdot 10^{26} W$



da ordem de

$$t_{\text{Sol}} = \frac{E_N}{L_{\odot}} = \frac{1,26 \cdot 10^{44} J}{3,9 \cdot 10^{26} W} = 3,2 \cdot 10^{17} s, \quad (10)$$

ou seja, aproximadamente 10 bilhões de anos. Por métodos distintos, a idade do Sol hoje é estimada em 4,6 bilhões de anos [12, 13], de forma que o resultado da equação 10 implica que o Sol está próximo da metade de sua vida. Esses resultados sugerem que estrelas de baixa massa (até cerca de  $1M_{\odot}$ ), que são a maioria na Via Láctea, ainda não tiveram tempo de alterar significativamente a composição primordial do hélio no Universo, pois seguem convertendo hidrogênio em hélio no seus interiores, já que vivem em escalas de bilhões de anos. Grande parte do que observamos no Universo em termos de hidrogênio e hélio é ainda o que foi produzido ao longo dos 3 a 5 primeiros minutos do Big Bang. Dependendo de sua massa inicial e composição química, variáveis que controlam as principais fases de queima nuclear, as estrelas evoluem e morrem de maneiras diferentes, em escalas de tempo distintas (Quadro 1), alterando a composição química do Universo.

#### 4. Considerações Finais

Em resumo, a principal explicação para que haja, em média, apenas  $\sim 2\%$  de metais no Universo é que as estrelas de alta massa (acima de  $10M_{\odot}$ ), que se formam, evoluem e morrem numa escala de tempo de milhões de anos – onde conseguem formar em seu núcleo elementos tão pesados quanto o ferro e depois, por nucleossíntese explosiva (Supernova Tipo II), elementos ainda mais pesados – são raríssimas. As estrelas de baixa massa ( $M < 2M_{\odot}$ ), a grande maioria observada na Via Láctea de acordo com o formalismo de Salpeter [16], vivem em escalas de tempo de bilhões de anos e estão, portanto, ainda na Sequência Principal [1, 17], convertendo hidrogênio em hélio no seu interior. Quase todo o hidrogênio e hélio medido no Universo, cerca de 98%, é ainda primordial (formado nos três a cinco primeiros minutos após o Big Bang).

Embora os físicos e astrofísicos possam desvendar muitos dos segredos sobre os processos de formação de elementos químicos da TP na natureza, ainda existem várias perguntas à espera de respostas [13, 15, 17]. Novas descobertas são esperadas nas próximas décadas, quando telescópios em solo, com espelhos de 25 a 42 metros de diâmetro, e acoplados a estes novos instrumentos potencializados para atuar em alta resolução espectral e sensível a diferentes faixas do espectro eletromagnético, estarão totalmente em operação na América do Sul (Chile), Estados Unidos (Havaí) e na Europa. Telescópios menores serão também lançados ao espaço em breve, como o Telescópio Espacial *James Webb*, em operação desde 2022, numa tentativa de desvendar o quebra-cabeça da evolução química das galáxias quando se leva em conta os complexos processos da taxa de formação

e evolução estelar, bem como os processos de gênese dos próprios elementos químicos que são usados como traçadores dos mecanismos cruciais para explicar o início e a evolução das galáxias no Universo.

Dessa forma, esperamos que as ideias aqui trazidas possam ser difundidas nas salas de aula da Educação Básica e do Ensino Superior, pois os assuntos evolução estelar e elementos químicos estão contidos em habilidade específica da BNCC na área de Ciências da Natureza e suas Tecnologias para o Ensino Médio [4]. Como sabemos que a formação de professores e divulgadores de ciências no País está longe do ideal [6, 7], entendemos que este artigo pode fornecer valiosos subsídios à formação inicial e continuada de docentes e divulgadores(as) de ciências para enriquecer ainda mais suas aulas e interações com os públicos, atendendo a previsão legal dos documentos que regulam a Educação no Brasil.

#### Referências

- [1] A. Alves-Brito e N.T. Massoni, *Astrofísica para a Educação Básica: A Origem dos Elementos Químicos no Universo* (Appris, Curitiba, 2019).
- [2] M. Bandecchi, J. Horvath e P. Bretones, Rev. Bras. Ens. Fís. **41**, e20180250 (2019).
- [3] BRASIL. *Parâmetros Curriculares Nacionais para o Ensino Médio*. Disponível em: <http://portal.mec.gov.br/seb/arquivos/pdf/blegais.pdf>, acessado em 28/08/2024.
- [4] BRASIL. *Base Nacional Comum Curricular*. Disponível em <http://basenacionalcomum.mec.gov.br>, acessado em 28/08/2024.
- [5] A. Alves-Brito e N.T. Massoni, Experiências em Ensino de Ciências **14**, 177 (2019).
- [6] L. Slovinski, *Um diagnóstico da pesquisa em Ensino de Astronomia no Brasil: contribuições para a formação de professores da Educação Básica*. Tese de doutorado, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Porto Alegre (2022).
- [7] L. Slovinski, A. Alves-Brito e N.T. Massoni, Rev. Bras. Ensino Fís. **45**, e20230110 (2023).
- [8] R. Caldwell e M. Kamionkowski, Nature **458**, 587 (2009).
- [9] G. Bachelard, *Epistemologia* (Editorial Anagrama, Barcelona, 1973).
- [10] R.A. Alpher, H. Bethe e G. Gamow, Physical Review **73**, 803 (1948).
- [11] K.S.O. Filho e M.F.O. Saraiva, *Astronomia e Astrofísica* (Livraria da Física, São Paulo, 2015).
- [12] W. Maciel, *Introdução à Estrutura e Evolução Estelar* (Editora da USP, São Paulo, 1999).
- [13] M. Asplund, N. Grevesse, A.J. Sauval e P. Scott, Annual Review of Astronomy & Astrophysics **47**, 481 (2009).
- [14] A. Alves-Brito, J. Meléndez, M. Asplund, I. Ramírez e D. Yong, Astronomy & Astrophysics **513**, A35 (2010).
- [15] C. Kobayashi, H. Umeda, K. Nomoto, N. Tominaga e T. Ohkubo, The Astrophysical Journal **653**, 1145 (2006).
- [16] E. E. Salpeter, Astrophysical Journal **121**, 161 (1955).
- [17] M. Salaris e S. Cassisi, *Evolution of Stars and Stellar Populations* (John Wiley & Sons Ltda, England, 2005).