

Guia de estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”

Capítulo 8 – As vidas das estrelas: noções de evolução estelar

8.1 Introdução. “Laboratórios” de evolução estelar

A expectativa de vida do ser humano é um intervalo de tempo insignificante quando comparado às escalas temporais de milhões ou bilhões de anos que tipicamente as estrelas necessitam para completarem seus ciclos evolutivos: seria uma espetacular perda de tempo tentarmos acompanhar a evolução de uma estrela individualmente ao longo de nossas vidas. E, no entanto, sabemos hoje que elas não são imutáveis: muito ao contrário, todas elas estão em um contínuo processo de transformações – desde sua formação a partir do gás e poeira existentes no meio interestelar, passando por uma longa fase de maturidade, até o desfecho final em que terminarão seus dias (de uma forma que pode ser violenta ou relativamente tranquila), devolvendo ao espaço interestelar a matéria de que eram constituídas – que por sua vez irá formar uma nova e enriquecida geração de estrelas. É a esse ciclo que chamamos “evolução estelar”.

É evidente que precisamos de outra estratégia melhor para estudar a vida das estrelas; esta só veio a partir do século XX, em que se tornaram disponíveis aos astrônomos algumas novas e importantes ferramentas. Já vimos duas delas: a espectroscopia e o diagrama HR. Outras vieram com a tecnologia: telescópios maiores, detectores mais sensíveis e a capacidade computacional adequada para produzir modelos matemáticos que simulem as possíveis mudanças que estejam ocorrendo nas estruturas estelares.

Mas modelos teóricos sem comprovação experimental são praticamente inúteis: eles precisarão ser testados exaustivamente para verificar sua efetividade. Para isso, é necessário reunir dados observacionais sobre uma imensa e diversificada amostra de estrelas, que seja estatisticamente significativa e que abranja todas as diferentes etapas de sua evolução temporal. Se estudarmos um grande número delas e construirmos seus diagramas HR, notaremos que, à medida que elas evoluem, a sua posição no diagrama se altera; a partir daí, pode-se avaliar se as trajetórias evolutivas observadas correspondem ou não ao que foi previsto pelas teorias. Para adquirir essa base experimental, uma boa estratégia é observar certos “laboratórios estelares”: conjuntos de objetos ou regiões onde o processo de evolução esteja se dando de forma dinâmica, situados a distâncias conhecidas. Aglomerados estelares, desde a época da concepção dos diagramas HR, são considerados bons laboratórios cósmicos (pois todas as suas estrelas estão à mesma distância de nós e nasceram da mesma nuvem-mãe – ou seja, sua composição química inicial era a mesma). Que tal então se pudéssemos observar uma região que contenha muitos desses aglomerados – e mais uma série de outros objetos em várias fases evolutivas, todos à mesma distância?

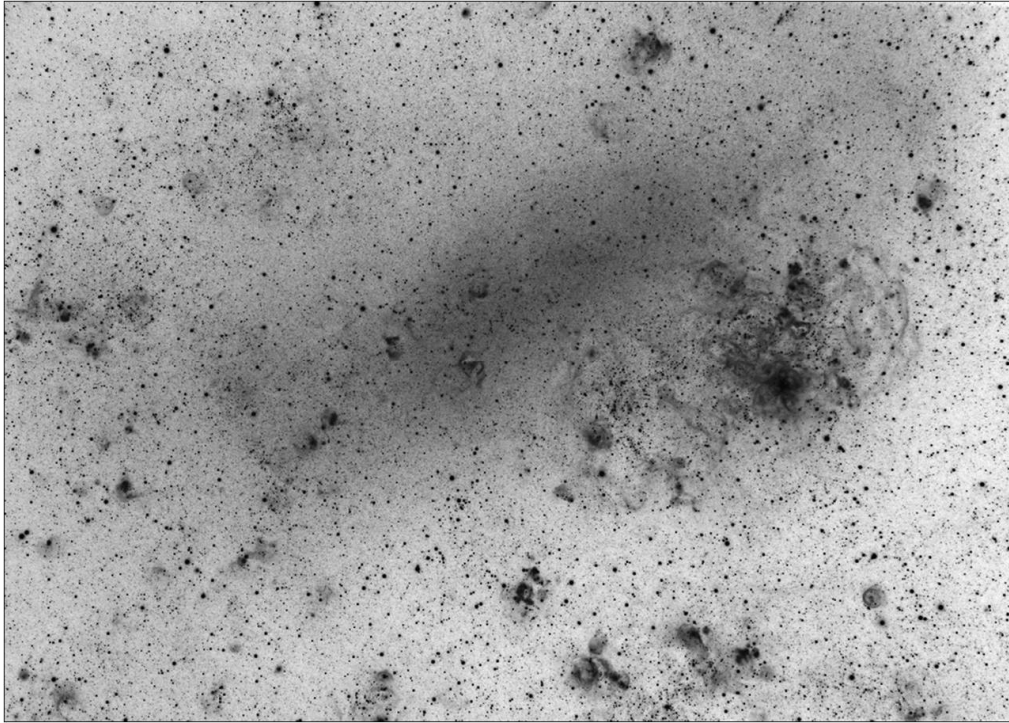


Figura 8.1 – Um “laboratório estelar”: a Grande Nuvem de Magalhães, galáxia satélite da Via Láctea. O complexo 30 Doradus se encontra à direita do centro. (Crédito: Pedro Ré.)

A Figura 8.1 mostra a Grande Nuvem de Magalhães (GNM), uma galáxia satélite da Via Láctea, que é talvez o mais extraordinário “laboratório” para o estudo da evolução estelar de que dispomos. Assim como a sua “irmã menor” (a Pequena Nuvem de Magalhães), a GNM é um objeto do Hemisfério Celeste Sul (declinação cerca de -70°), o que a torna praticamente inacessível aos astrônomos situados em latitudes ao norte do equador. Por isso mesmo, apesar de ser conhecida há milênios por antigas culturas que habitavam a África (WARNER, 1996) e a Oceania (ORCHISTON, 1996), ambas no Hemisfério Sul, onde ela pode ser vista com facilidade a olho nu em céus escuros, a GNM era totalmente desconhecida pelos europeus até a época das grandes navegações. Só no século XVI ela seria descrita nos diários de bordo de Fernão de Magalhães (1519), de quem ela herdaria o nome.

Em WESTERLUND (1996) encontra-se uma série de motivos que explicam a utilização da GNM como um laboratório preferencial para o estudo da evolução das estrelas:

- Ela se encontra à distância perfeitamente conhecida de 50 kiloparsecs (ou 163 mil anos-luz). Lembramos que, uma vez conhecida a distância, as magnitudes absolutas e as luminosidades intrínsecas de todos os objetos da GNM são facilmente calculáveis pela equação do módulo de distância.

- Com um diâmetro de cerca de 4,3 kpc (ou 14 mil anos-luz) e massa da ordem de 10^{10} massas solares, ela é a quarta maior galáxia de todo o Grupo Local de galáxias¹ – e a terceira mais próxima de nós.
- Com um conteúdo estelar de bilhões de estrelas e muito rica em gás e poeira (“matérias-primas” para gerar novas estrelas), a GNM possui uma atividade de formação de estrelas extremamente dinâmica e vigorosa. No seu interior, encontra-se o complexo de 30 Doradus (também conhecido como “Nebulosa da Tarântula”), que é a maior e mais ativa região de formação estelar em todo o Grupo Local, abrigando em seu centro o aglomerado R136, que contém as estrelas mais massivas conhecidas atualmente (CROWTHER et al., 2010).
- A diversidade da população estelar e de outros objetos encontrada na GNM é impressionante: mais de 1700 aglomerados abertos, 270 nebulosas planetárias, 60 aglomerados globulares², restos de explosões de supernovas, fontes de raios-X, estrelas variáveis de múltiplos tipos, estrelas gigantes e supergigantes azuis, supergigantes vermelhas, estrelas Wolf-Rayet, estrelas de carbono, protoestrelas, e assim por diante. As idades desses objetos variam desde poucos milhões de anos (para as estrelas recém-formadas) até mais de dez bilhões de anos (para os aglomerados globulares mais antigos).
- A GNM abriga ainda os remanescentes da supernova 1987A, a mais brilhante supernova observada nos últimos 400 anos, cuja explosão em 1987 foi considerada por muitos o evento astrofísico mais importante do século XX.

Por tudo isso, a GNM é um verdadeiro tesouro de informações sobre a evolução das estrelas, ainda muito longe de ser esgotado. Se pudéssemos traçar um paralelo com as ciências biológicas, ela seria como um imenso parque zoológico no qual pudéssemos encontrar ao mesmo tempo todas as espécies animais existentes na Terra, em todas as idades e estágios de vida – e mais os fósseis de outros que há muito estão extintos.

8.2 Formação das estrelas

8.2.1 A Galáxia e as nuvens interestelares

As estrelas se formam a partir de nuvens de gás e poeira existentes no meio interestelar, a partir de mecanismos de contração gravitacional. Esses processos se dão – ou se deram no passado – na nossa Galáxia (a Via Láctea) e em todas as demais. Nas galáxias espirais como a nossa, ou nas galáxias irregulares, a formação de estrelas

¹ Chama-se “Grupo Local” ao conjunto de galáxias mais próximas da Via Láctea. São mais de 35 galáxias em uma região de oito milhões de anos-luz de diâmetro. Além da Via Láctea, as maiores galáxias do Grupo Local são M31 (galáxia de Andrômeda) e M33 (galáxia do Triângulo); no entanto, embora ambas sejam maiores que a GNM, elas estão cerca de 15 vezes mais distantes (VAN DEN BERGH, 2000).

² É interessante notar que, além dos aglomerados globulares “normais” (HODGE, 1960) na GNM foram descobertos também *aglomerados globulares jovens* – um tipo de objeto que até hoje nunca foi observado na Via Láctea (HODGE, 1961).

ocorre mais intensamente; já nas galáxias elípticas, o processo de formação estelar foi muito mais dinâmico no passado remoto, sendo hoje quase inexistente.

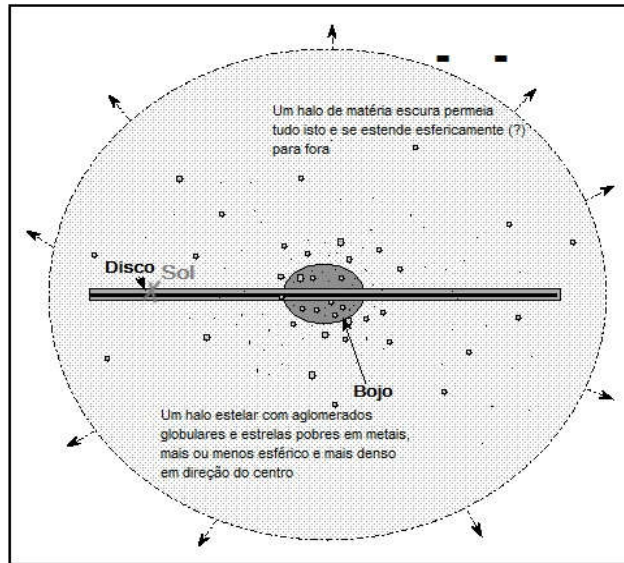


Figura 8.2 – Desenho esquemático da Via Láctea, vista de perfil. (Crédito: STROBEL, 2013.)

Nossa Galáxia possui uma massa total da ordem de 10^{11} massas solares³, distribuídas de forma análoga à da maioria das galáxias espirais barradas do seu tipo (ver Figura 8.2). No centro, encontra-se uma região na forma de um elipsoide alongado a que denominamos *bojo*, com um “raio” de 1 a 2 kiloparsecs⁴ e em cujo centro existe um buraco negro supermassivo com uma massa estimada em torno de 4 a 5 milhões de massas solares. A massa do bojo equivale a menos de 10% da massa total da Galáxia. Circundando-o existe um disco circular, com raio da ordem de 15 a 20 kiloparsecs e espessura em torno de 300 parsecs (na componente mais fina do disco) a 1 kiloparsec (na componente espessa). As proporções são semelhantes às dos discos de vinil usados em gravações musicais. Em um dos braços espirais do disco (o pequeno braço de Orion, entre os braços maiores de Perseus e Carina-Sagitário) encontra-se o Sol, a cerca de 8 kiloparsecs do centro galáctico. O disco contém mais de 90% das estrelas da Galáxia e praticamente todo (98%) o material interestelar (essencialmente gás e poeira) que existe nela. Um halo esférico, com raio entre 20 e 30 kiloparsecs, envolve o conjunto do bojo e do disco. Praticamente não existe gás nem poeira no halo; nele encontramos estrelas isoladas e também a maior parte dos aglomerados globulares da Via Láctea (os restantes estão no bojo).

³ Esse valor corresponde à massa contida na órbita do Sol em torno do centro Galáctico. Em 2017, uma nova pesquisa indicou que a massa total da Galáxia contida em um raio de 125 kpc seria de $4,8 \times 10^{11}$ massas solares (EADIE ET AL, 2017).

⁴ Admite-se hoje que a Via Láctea seja uma galáxia espiral barrada (dotada de uma estrutura em forma de barra, constituída por estrelas e que se estende desde o bojo até os braços espirais).

Recentemente, os estudos da curva de rotação da Galáxia indicaram a presença de um halo de *matéria escura* ao redor de todo esse conjunto – estendendo-se possivelmente até pelo menos 60 a 80 kpc. Até o momento, permanece incerta a composição dessa matéria escura; alguns dos possíveis candidatos são partículas massivas de baixa interação (WIMPs), neutrinos e certos objetos compactos massivos, como estrelas de nêutrons antigas ou buracos negros (SCHNEIDER, 2010).

A distribuição das idades das estrelas da Galáxia, bem como a de suas metalicidades (abundância de elementos químicos mais pesados que hidrogênio e hélio), nos fornece importantes informações para o estudo da formação e evolução da Galáxia. No bojo e no halo, encontram-se estrelas muito antigas (da chamada *População II*), que datam da época da formação da Via Láctea, provavelmente doze ou treze bilhões de anos atrás. Isto inclui os aglomerados globulares. No disco, ao contrário, a maioria das estrelas é relativamente jovem – fato decorrente de formação estelar recente, concentrada nessa região em razão da presença do gás e poeira que formam a matéria interestelar. Essas são as estrelas da *População I*.

Aproximadamente 90% da massa da Via Láctea (sem considerar a matéria escura) é constituída de estrelas. Os restantes 10% correspondem à matéria difusa entre elas – o chamado *meio interestelar*. Fazem parte do meio interestelar as nuvens de gás e poeira, constituídas de átomos de hidrogênio neutro; de hidrogênio ionizado (nas nuvens mais quentes); de moléculas de hidrogênio (nas nuvens mais frias); de grãos de poeira (carbono e silício); e finalmente de moléculas – algumas delas bastante complexas – formadas por átomos de carbono, hidrogênio, oxigênio e nitrogênio.

Existem basicamente três tipos de nuvens no meio interestelar: as de hidrogênio neutro, também chamadas de *regiões HI*; as de hidrogênio ionizado pela radiação ultravioleta proveniente de estrelas quentes e massivas nas proximidades, também chamadas de *regiões HII*; e nuvens escuras e frias, também chamadas *nuvens moleculares*. Em particular, pode-se observar que a formação de estrelas está associada basicamente às nuvens moleculares. O processo dinâmico que envolve a transformação da matéria das nuvens interestelares em estrelas é exatamente a formação estelar.

8.2.2 A “infância”: da nuvem primordial à protoestrela

Todo esse processo ocorre através de uma série de fragmentações, partindo de uma nuvem interestelar difusa no interior da galáxia (ver Figura 8.3). Esta é tipicamente uma nuvem de HI com massa da ordem de pelo menos 10^5 massas solares e densidade em torno de 10^{-23} g/cm³. A primeira subdivisão é da própria nuvem de HI: seus fragmentos em contração irão gerar *nuvens moleculares*, com massas típicas de 10^2 a 10^4 massas solares e densidade de 10^{-20} g/cm³ (MACIEL, 1999). As nuvens moleculares, por sua vez, também se fragmentarão e se contrairão gravitacionalmente a partir de suas regiões mais densas até atingirem o estágio seguinte, que chamamos de

protoestrelas. As *protoestrelas* possuem tipicamente massas de 10^{-2} a 10^2 massas solares e densidades de 10^{-12} g/cm³. Como detalharemos adiante, é a partir delas, através do mesmo processo de colapso gravitacional, que se formarão as *estrelas*, que possuem massas típicas entre 10^{-1} e 10^2 massas solares e densidades da ordem de 1 g/cm³.

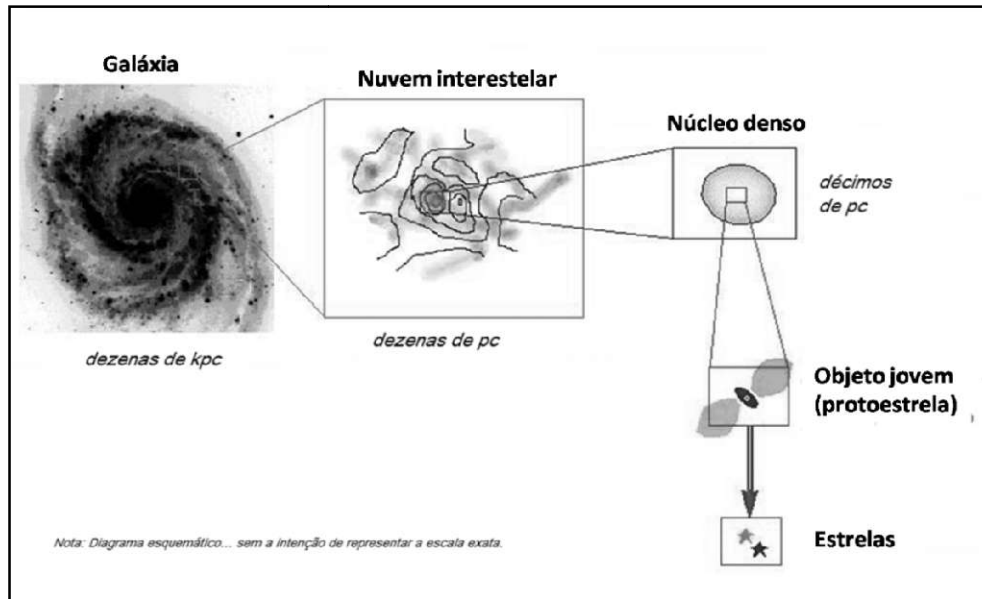


Figura 8.3 – Diagrama esquemático do processo de formação estelar (não está em escala).
(Adaptado de GOODMAN, 1999.)

Já vimos que há gás e poeira em abundância nos braços espirais (portanto, a “matéria-prima” para que as estrelas se formem está presente). Dentro da nuvem, o processo de contração gravitacional se desencadeia nas regiões mais densas (ou “núcleos densos”⁵). Em certas circunstâncias (que dependem da temperatura e da densidade da nuvem), ela poderá se tornar instável e colapsar sob a ação da força gravitacional, criando condições para que as estrelas se formem ali. A causa do desequilíbrio pode estar associada a vários eventos, como a explosão de uma supernova nas imediações da nuvem, a pressão de radiação de estrelas próximas, uma eventual colisão entre nuvens (ou entre galáxias), ou a passagem da nuvem por uma onda de densidade.

A observação comprova que a formação das estrelas é um fenômeno que ocorre intensamente nos braços espirais da Via Láctea e de outras galáxias do mesmo tipo que a nossa⁶. Também nas galáxias irregulares esse processo se dá com intensidade. Já nas elípticas, que não possuem gás e poeira interestelares, ele não ocorre. O grande número de estrelas jovens, dos tipos espectrais O e B, que podemos ver nas nebulosas

⁵ Esses núcleos densos muitas vezes formam pequenos “casulos” escuros, dentro dos quais as estrelas nascerão; eles são chamados “Glóbulos de Bok”, em homenagem ao astrônomo Bart J. Bok (1906-1983).

⁶ Modernamente, descobriu-se que nas regiões mais internas do bojo existem quantidades de gás e poeira, o que acarreta a formação estelar também nessas regiões (embora não tanto quanto no disco).

do disco galáctico, é um indício de que a formação estelar está realmente associada àquelas regiões. Além disso, o fato de que essas estrelas jovens não estão isoladas, mas pertencem a aglomerados abertos (que se distribuem no disco e não no halo), indica que a formação de estrelas é um evento que ocorre “em ninhadas”: uma mesma nebulosa irá produzir tipicamente algumas centenas ou milhares de estrelas na mesma “fornada”. Com o tempo (e os movimentos próprios de cada estrela) esses aglomerados irão se desfazer, misturando-se às demais estrelas da Galáxia: por exemplo, somos hoje incapazes de determinar quais são as “irmãs do Sol” – as estrelas que nasceram da mesma nuvem primordial que ele.

8.2.3 A “adolescência”: de protoestrela a estrela

À medida que a nuvem molecular se contrai sob a ação gravitacional, a sua energia potencial diminui. Mas, se nos lembrarmos do princípio da conservação da energia, essa energia potencial perdida deve ser convertida em outras formas de energia. Em Física, o comportamento de corpos ligados gravitacionalmente é descrito por um teorema conhecido como *teorema do Virial* (ou teorema de Clausius). Aplicado à nossa situação, ele mostra que, quando a nuvem se contrai, metade da energia potencial perdida se transforma em energia cinética das partículas (ou seja, em aumento da temperatura da nuvem), enquanto a outra metade é irradiada para fora dela (Figura 8.4).

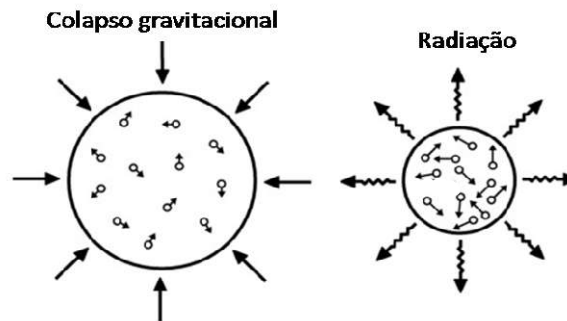


Figura 8.4 – Esquema do processo de contração gravitacional. (Crédito: NASA.)

Dessa forma, à medida que a nuvem se contrai, sua temperatura aumenta e ela começa a irradiar energia. Pela lei de Wien, à medida que a temperatura aumenta, o pico de emissão dessa radiação se moverá gradativamente para comprimentos de onda cada vez mais curtos. Nessa fase, tipicamente, a nuvem em contração emitirá fortemente na região do *infravermelho*, e a presença de envoltórios de poeira e gás impedirá a observação do objeto em formação na região da luz visível. Por esse fato, até poucas décadas atrás, essas etapas eram quase inacessíveis à observação direta; porém, com o desenvolvimento da astronomia no infravermelho (em observatórios a grandes altitudes ou através de satélites), elas passaram a ser melhor entendidas.

Após sucessivas etapas de contração, a temperatura do núcleo da protoestrela se aproxima de 10^6 K. Nessa fase, o transporte de energia do núcleo para a superfície passa a ser feito por convecção (ou seja, transportando também matéria, além do calor). *Para uma estrela de massa solar*, isso ocorre cerca de um milhão de anos após o início da fragmentação da nuvem. A protoestrela continua a colapsar e a temperatura no núcleo, a aumentar. O fim do processo de contração se encerrará quando a temperatura central da protoestrela atingir cerca de 10^7 K. Essa temperatura é necessária para desencadear as primeiras *reações termonucleares de fusão*, que transformam o hidrogênio (que é o constituinte básico do gás desde o estágio de nuvem) existente no núcleo no elemento químico seguinte: o hélio.

Fusão nuclear é o processo no qual dois ou mais núcleos atômicos se juntam e formam um outro núcleo de número atômico maior (esse processo, como veremos mais adiante, será a fonte de energia das estrelas durante toda a sua vida). Porém, a fusão do hidrogênio *não se dá espontaneamente em quaisquer condições*: uma barreira substancial terá de ser vencida para que ela possa ocorrer. Para entendermos melhor qual é ela, teremos de abrir aqui um parêntese para relembrar alguns conceitos básicos de Física Atômica e de Química.

Já vimos que cada um dos 92 elementos químicos existentes na Natureza é constituído por um núcleo, onde existem partículas de carga elétrica positiva (*prótons*) e outras sem carga elétrica (*nêutrons*); na eletrosfera, se encontram os elétrons, de carga elétrica negativa. O número de prótons existentes no núcleo (o *número atômico*) caracteriza cada um dos elementos químicos e lhe dá suas propriedades específicas. Já a soma do número de prótons mais o de nêutrons é denominada *número de massa*. Um mesmo elemento químico tem sempre o mesmo número atômico; porém, nada impede que ele tenha duas ou mais formas distintas, que diferem entre si apenas por seus números de massa (ou, em última análise, pelo número de nêutrons existentes no núcleo). Essas diferentes formas são chamadas *isótopos* daquele elemento. Por exemplo: a forma mais comum do hidrogênio tem em seu núcleo apenas um próton (e nenhum nêutron); mas existem também duas outras formas menos abundantes: o deutério, que possui um próton e um nêutron no núcleo; e o trítio, com um próton e dois nêutrons. Dizemos assim que o deutério e o trítio são *isótopos do hidrogênio*.

Enquanto o próton é uma partícula estável dentro ou fora do núcleo de um átomo, o nêutron *só é estável quando se encontra no núcleo*. Assim, se, em alguma situação, tivermos muitos nêutrons “livres”, notaremos que, depois de apenas cerca de 12 minutos, metade desses nêutrons irão se transformar (ou, como se diz em Física Atômica, *decair*) em um próton, um elétron e um neutrino. Esse decaimento é conhecido como “decaimento beta”. Neutrinos são partículas “fantasmagóricas” quase sem massa e sem carga elétrica, e possuem como característica principal o fato de que praticamente não interagem com a matéria comum.

Mas como pode um núcleo atômico formado por *vários prótons e nêutrons* ser estável, se a carga de cada próton é positiva, e as cargas elétricas de mesmo sinal se repelem? Isso só é possível porque, *apenas a distâncias extremamente pequenas* (da ordem de 10^{-13} cm), um outro tipo de força da Natureza se manifesta: a *força nuclear forte*, que é capaz de suplantar a força eletromagnética e manter o núcleo coeso⁷.

Voltemos ao ponto em que abrimos nosso parêntese. Como vimos acima, as reações nucleares de fusão são aquelas em que temos a formação de elementos químicos mais pesados (de número atômico maior) a partir de elementos mais leves. Para que haja possibilidade de uma reação como essa ocorrer entre os núcleos, estes deverão colidir entre si – *o que quer dizer que a barreira da repulsão eletromagnética (ou “barreira coulombiana”) terá de ser superada pelo aparecimento da força nuclear forte*. Para que isso seja possível, os núcleos deverão estar *extremamente próximos entre si* e sua *velocidade (energia cinética) ser muito alta*, de forma que a força nuclear forte não dê tempo à repulsão coulombiana de agir. Mas isso só pode acontecer se forem obedecidos dois requisitos: *altíssimas temperaturas* (da ordem de, no mínimo, 10^7 K), para satisfazer a condição da velocidade alta; e *imensas densidades*, para a condição da proximidade dos núcleos. *Só existe um ambiente na Natureza em que esses requisitos podem coexistir simultaneamente: o interior das estrelas*.

É exatamente por esse motivo que, assim que o núcleo extremamente compactado de nossa protoestrela atingir a temperatura de 10^7 K, as reações termonucleares de fusão do hidrogênio em hélio começarão a se processar ali. A produção de energia nuclear é tão intensa que as forças de pressão (do gás e da radiação) resultantes podem finalmente se opor à contração gravitacional. Em princípio, já poderíamos dizer que nesse ponto a protoestrela se transformou em uma estrela⁸. Nesse início da atividade nuclear, no entanto, a produção de energia ainda não é estável, a estrutura interna da estrela ainda não está balanceada, e as forças da pressão do gás e gravitacional ainda não se equilibraram. Por isso, a estrela ainda sofrerá um período de instabilidade e ajustes até que ela se estabilize.

Nessa fase evolutiva, chamada “pré-sequência principal”, é comum ela apresentar discos de gás e poeira (observáveis em frequências de rádio ou do infravermelho) ao seu redor. Esses discos, chamados “protoplanetários”, podem estar relacionados à formação dos planetas e demais objetos assemelhados no futuro (WILLIAMS; CIEZA, 2011). A própria estrela (nessa fase mais frequentemente designada como “objeto estelar jovem” ou YSO⁹) apresenta variações irregulares em seu brilho, observadas em

⁷ Uma discussão muito interessante sobre esses tópicos, ao alcance dos alunos do Ensino Médio e em português, pode ser vista em SOUZA; DANTAS (2010).

⁸ Embora a União Astronômica Internacional não defina formalmente o que é uma estrela, aceita-se de forma geral que seja uma “esfera de gás autogravitante, que gera energia em seu núcleo através de reações de fusão nuclear”.

⁹ Da expressão em inglês *young stellar object*.

vários comprimentos de onda (incluindo agora a luz visível). Objetos desse tipo são comumente denominados “variáveis T Tauri” (quando sua massa é igual ou inferior a duas massas solares) ou “estrelas Ae/Be de Herbig” (quando ela for superior a esse valor), e se constituem em uma espécie de transição entre as protoestrelas e as estrelas estáveis da sequência principal (STOLTE, 2012). Ambos os grupos são encontrados associados a nebulosidades e/ou aglomerados de estrelas muito jovens, e apresentam fortes “ventos estelares” (semelhantes ao nosso familiar “vento solar”, porém muito mais fortes e intensos), que deverão exercer pressão de radiação sobre o material do disco protoplanetário, projetando-o para longe do objeto estelar.

Uma vez passados todos esses episódios de instabilidades, nossa estrela se encontra em vias de entrar na sua fase de maturidade: ela está prestes a atingir a sequência principal (SP) do diagrama HR, na qual ela se estabilizará e passará a maior parte da sua vida. *Para uma estrela com a massa do Sol, passaram-se 50 milhões de anos desde a primeira fragmentação da nuvem interestelar.* Parece muito tempo – mas isso corresponde a menos de 0,5% do seu tempo total de vida¹⁰. Nossa jovem estrela brilha agora com luminosidade equivalente à do Sol; a sua superfície (fotosfera) tem temperatura de cerca de 6.000 K; em seu núcleo, a uma temperatura de 15 milhões de graus e a densidades da ordem de 100 g/cm³, átomos de hidrogênio convertem-se em átomos de hélio. Ela está finalmente entrando na sua “vida adulta”.

Mas esse tempo de formação de uma estrela com a massa do Sol *não é o mesmo para todas as estrelas.* A escala de tempos da contração gravitacional depende diretamente da *massa* da protoestrela. Para objetos de maior massa, o tempo de contração é menor; já os objetos menos massivos têm uma escala de tempos muito maior. A Tabela 8.1 resume os *tempos totais de formação* para nove estrelas com diferentes massas e o tipo espectral que cada estrela terá ao atingir a sequência principal.

Massas (M_{\odot})	Tempo de formação (anos)	Tipo espectral
30	20.000	O5
15	60.000	B0
9	200.000	B2
5	600.000	B5
3	3.000.000	A0
1,5	20.000.000	F2
1,0	50.000.000	G2
0,5	200.000.000	M0
0,1	500.000.000	M7

Tabela 8.1 – *Tempos de formação de estrelas de diferentes massas. (KARTTUNEN et al., 2007.)*
As massas estão indicadas em massas solares (M_{\odot}).

¹⁰ Se quiséssemos fazer uma analogia entre o tempo de formação e o tempo total de vida de uma estrela com o período de vida de uma pessoa de 80 anos de idade, constataríamos que esta teria atravessado a infância e a adolescência... em menos de cinco meses!

Outra forma de visualizar a situação é graficamente, através de um diagrama HR (Figura 8.5). Basta lembrarmos que a sequência principal é uma *sequência de massas* (que cresce do extremo inferior direito para o superior esquerdo). Assim, as protoestrelas de maior massa irão gerar estrelas mais quentes e luminosas, e chegam mais rapidamente à região das gigantes da sequência principal. Já as menos massivas irão gerar estrelas frias e fracas, levando muito mais tempo para chegar à região das anãs da sequência principal (ver a respeito o item 7.2.2 e a Figura 7.9 do Capítulo 7).

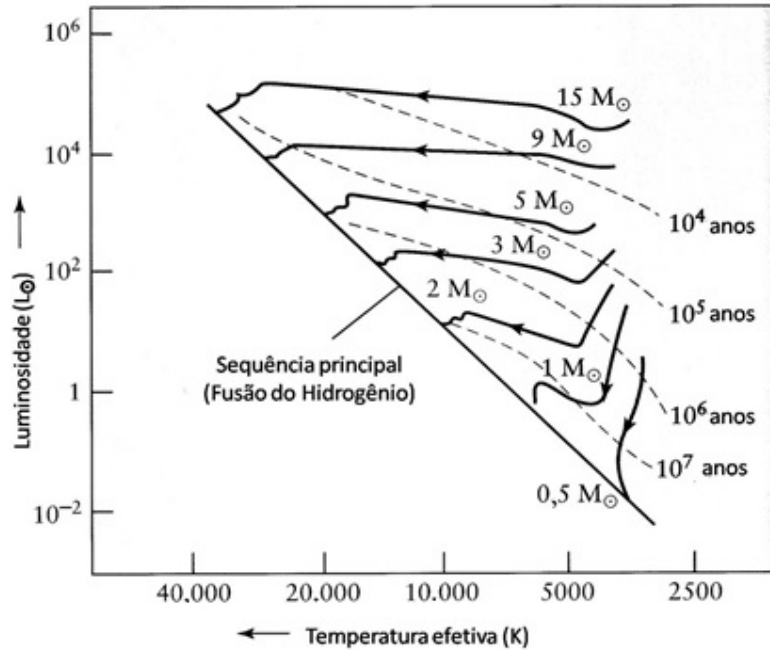


Figura 8.5 – Trajetórias evolutivas na fase de formação estelar. As trajetórias de sete protoestrelas de várias massas até a sequência principal são representadas por linhas cheias; suas interseções com as linhas tracejadas indicam o estágio alcançado após os anos de evolução vistos à direita. O ponto em que cada trajetória atinge a sequência principal depende da massa da protoestrela: quanto maior a massa, maior a luminosidade. (Crédito: KAUFMANN; FREEDMAN, 2000.)

Protoestrelas de massa menor que $0,08 M_{\odot}$ (8% da massa do Sol) *nunca chegam a formar estrelas*. Na fase de contração, sua massa é insuficiente para atingir as temperaturas necessárias para que as reações nucleares se desencadeiem. Essas protoestrelas tornam-se *anãs marrons*. É possível que um grande número de anãs marrons se forme em cada “berçário estelar” – mas a evidência observacional para isso não é simples, dada a enorme dificuldade em detectar objetos tão escuros e frios.

Cabe comentar que, quando uma nuvem molecular se fragmenta para dar origem a uma “fornada” de estrelas, *o número de estrelas de baixa massa que se forma é muito maior que aquele das de alta massa*. A distribuição do número de estrelas de acordo

com suas massas é calculada por uma função matemática chamada “Função de Massa Inicial”.

8.3 A “maturidade”: a evolução na sequência principal

Quando as reações nucleares finalmente se estabilizam, a estrela atinge a sequência principal do diagrama HR – onde ela passará tipicamente 90% do seu tempo total de vida¹¹. A característica da sequência principal é justamente ser o “locus” das estrelas que estão transformando hidrogênio em hélio no núcleo, e no qual as forças de pressão dos gases¹² decorrentes dessas reações são precisamente equilibradas pela força gravitacional. Essa situação é denominada *equilíbrio hidrostático*, e é graças a ela que a estrela agora não se contrai mais nem se expande, não apresentando variações na sua luminosidade e mantendo-se estável por um longo período de tempo (como acontece atualmente com o Sol, que já está na sequência principal há quase 5 bilhões de anos e ainda permanecerá nela por outros 5 bilhões). A Figura 8.6 ilustra esse contexto.



Figura 8.6 – Equilíbrio hidrostático. A força de pressão dos gases (que tenderia a fazer a estrela se expandir) é precisamente equilibrada pela força gravitacional (que tenderia a fazer a estrela se contrair). Como resultado do equilíbrio, a estrela se mantém estável. (Crédito: NASA.)

O ponto preciso em que a estrela ingressou na sequência principal se chama “sequência principal de idade zero”, expressão geralmente abreviada pelas suas iniciais em inglês (ZAMS, de “zero age main sequence”). Como é evidente pela Figura 8.5, a ZAMS depende da massa da estrela: as mais massivas possuem ZAMS acima e à esquerda na sequência principal (altas temperaturas e luminosidades, cor azul), enquanto as de menos massa têm ZAMS abaixo e à direita na sequência principal

¹¹ Esta é exatamente a razão pela qual, no diagrama HR da Galáxia, a sequência principal contém cerca de 90% da população total de estrelas.

¹² A rigor, a pressão total é composta por duas parcelas: a pressão dos gases (considerados como um gás perfeito) e a pressão da radiação. Como, entretanto, a parcela da pressão da radiação para estrelas como o Sol é desprezível em face da parcela da pressão do gás (MACIEL, 1999), usaremos doravante apenas a expressão “pressão dos gases” por mera simplificação. Eventuais exceções serão mencionadas.

(baixas temperaturas e luminosidades, cor vermelha). Na Tabela 8.2 são vistas as propriedades físicas de estrelas de várias massas ao entrarem na sequência principal de idade zero (ZAMS).

Massa (M_{\odot})	Tipo espectral	Temperatura efetiva (K)	Luminosidade (L_{\odot})	Raio (R_{\odot})
25	O	35.000	80.000	8,7
15	B	30.000	10.000	6,8
3	A	11.000	60	2,5
1,5	F	7.000	5	1,4
1,0	G	6.000	1	1
0,75	K	5.000	0,5	0,8
0,5	M	4.000	0,03	0,6

Tabela 8.2 – Propriedades físicas de diferentes estrelas de acordo com as suas massas ao atingirem a ZAMS. (Crédito: KAUFMANN; FREEDMAN, 2000.)

Porém, as estrelas não permanecem estagnadas no local exato da ZAMS durante seu longo tempo de vida na sequência principal. À medida que o hidrogênio da região central vai sendo convertido em hélio, a composição química da estrela irá mudando gradualmente, o que irá alterar levemente a sua estrutura. Assim, ela aumentará (mas não muito) o seu raio e a sua luminosidade ao longo do tempo. No diagrama HR, isso quer dizer que ela se deslocará levemente para a direita e para cima. Essa é a razão pela qual, nos diagramas HR reais, a sequência principal não é uma linha fina, mas apresenta uma certa “largura”, como se pode ver no exemplo da Figura 8.7, que mostra o diagrama HR do belo aglomerado aberto NGC 4755 (também conhecido como “Caixinha de Joias”), na constelação do Cruzeiro do Sul.

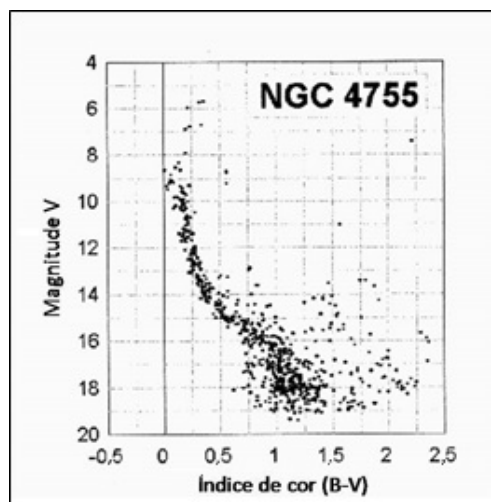


Figura 8.7 – Diagrama HR (expresso na forma de Índice de cor vs magnitude aparente) para o aglomerado estelar aberto NGC 4755. (Adaptado de SAGAR; CANNON, 1995.)

Para as estrelas da sequência principal, pode ser também definida uma relação empírica entre suas massas e suas luminosidades. Deduzida estatisticamente a partir de massas de estrelas binárias, cujas massas podem ser calculadas pelo uso das leis de Kepler (KUIPER, 1938), essa relação nos permite, ainda que de forma aproximada, estimar as massas de quaisquer estrelas da sequência principal, mesmo que elas sejam isoladas. Dessa forma é que se pôde concluir que a sequência principal é na realidade uma sequência de massas. A relação massa-luminosidade foi expressa graficamente, como visto na Figura 8.8. Interpolando uma reta nesse gráfico, obtém-se a expressão matemática *aproximada* da relação massa-luminosidade para as estrelas da SP:

$$(L / L_{\odot}) = (M / M_{\odot})^{3,5} \quad (8.1)$$

(sendo a massa e a luminosidade necessariamente expressas em unidades solares).

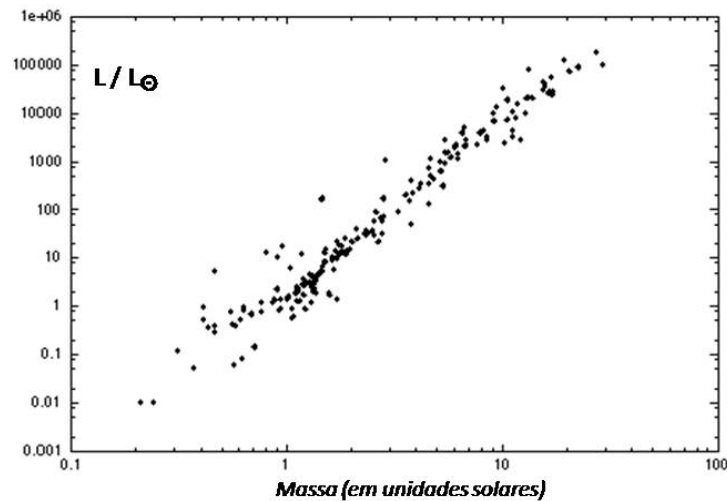


Figura 8.8 – Relação massa-luminosidade para estrelas da sequência principal. (STROBEL, 2013.)

Mas a massa não determina apenas a ZAMS, a cor, a temperatura, a luminosidade e o tipo espectral de uma estrela ao entrar na sequência principal. O *tempo de vida da estrela na sequência principal* também é função de sua massa. A razão para isso não é difícil de ser entendida. As estrelas de grande massa possuem os seus interiores a temperaturas mais altas; nessas condições, as reações nucleares se processam mais rapidamente, consumindo o hidrogênio a taxas bem maiores. Assim, o seu tempo de vida na sequência principal deve ser mais curto do que o de estrelas pouco massivas. Usando a relação massa-luminosidade, não é difícil deduzir que o tempo de vida t de uma estrela qualquer na sequência principal pode ser calculado a partir da equação:

$$(t / t_{\odot}) = (M / M_{\odot})^{-2,5} \quad (8.2)$$

(sendo t_{\odot} o tempo de vida do Sol na sequência principal, que é de cerca de 10 bilhões de anos. Fica claro pela equação (8.2) e pela Tabela 8.3 que estrelas de grandes massas terão vidas mais curtas, e o inverso acontece com estrelas de pequenas massas).

Massa (M_{\odot})	Tempo de vida na sequência principal (anos)	Tipo espectral
30	4.900.000	O5
15	10.000.000	B0
9	22.000.000	B2
5	68.000.000	B5
3	240.000.000	A0
1,5	2.000.000.000	F2
1,0	10.000.000.000	G2
0,5	30.000.000.000	M0
0,1	10.000.000.000.000	M7

Tabela 8.3 – Tempo de vida de estrelas da sequência principal. (Crédito: KARTTUNEN et al., 2007.)

Como curiosidade, pode-se notar que os tempos de vida de uma estrela de $0,1 M_{\odot}$ (dez trilhões de anos), ou mesmo de $0,5 M_{\odot}$ (trinta bilhões de anos) são *muito maiores do que a idade atual do Universo* (estimada em 13,8 bilhões de anos). Em outras palavras, *nenhuma* estrela anã vermelha da classe M deixou a sequência principal até hoje: todas elas estão lá, ainda convertendo hidrogênio em hélio em seus núcleos... e assim permanecerão por muito tempo!

Do que foi descrito, já podemos suspeitar que a *massa* da estrela é o principal fator determinante para sua evolução na sequência principal. De fato é assim. Mas não só na sequência principal: na verdade, em toda a sua existência. Esse fato é conhecido como *teorema de Vogt-Russell*, proposto em 1926 por Heinrich Vogt (1890-1968) e Henry Norris Russell (1877-1957). Embora não seja um teorema no sentido matemático do termo e nunca tenha sido demonstrado algebricamente, ele tem uma aplicação generalizada para as estrelas, e costuma ser enunciado da seguinte forma: *“A massa e a composição química de uma estrela determinam de um modo único o seu raio, luminosidade e estrutura interna, assim como a sua subsequente evolução”* (OSTLIE; CARROLL, 1996, tradução nossa). Uma variante dessa formulação, a nosso ver mais completa, é vista em MACIEL, 1999: *“Considerando as modificações introduzidas na estrutura estelar pela própria evolução, é mais correto afirmar que a estrutura de uma estrela é determinada por sua massa, composição química e idade”*.

Finalmente, vamos abordar a geração de energia nas estrelas da sequência principal. Já sabemos que ela se dá mediante as reações de fusão termonuclear que transformam o hidrogênio em hélio nos seus núcleos. Essas reações envolvem a fusão de quatro núcleos de hidrogênio para formar um núcleo de hélio (lembramos que aqui

estaremos tratando de *núcleos* em vez de átomos, pois as temperaturas nos interiores estelares são tão elevadas que arrancam todos os elétrons da eletrosfera). Ora, sabemos que o hidrogênio possui apenas um próton em seu núcleo, enquanto o hélio tem dois prótons e dois nêutrons. Porém, *a massa do núcleo de hélio formado não é igual à massa dos quatro núcleos de hidrogênio utilizados*. Na verdade, a massa final é levemente menor que a massa inicial – uma diferença equivalente a 0,07% da massa de hidrogênio. É exatamente essa pequena fração da massa inicial que será convertida em energia no interior da estrela. Como? Pela famosa equação de Einstein, que inter-relaciona a energia e a massa:

$$E = mc^2 \quad (8.3)$$

Como a velocidade da luz (o termo c , na equação acima) é da ordem de 300.000 km/s (um número muito alto, que elevado ao quadrado será naturalmente enorme), é fácil imaginar que mesmo uma pequena massa poderá gerar imensas quantidades de energia. E é isso mesmo o que ocorre: essa conversão de massa em energia é justamente a fonte básica de energia das estrelas. Mas seria essa fonte suficiente para alimentar a estrela durante todo o seu longo tempo de vida na sequência principal?

Um cálculo rápido, tomando nosso Sol como exemplo, pode mostrar que isso é verdadeiro. Devemos lembrar, em primeiro lugar, que a conversão *só ocorre na região do núcleo da estrela*, pois somente lá a temperatura e a pressão são suficientemente altas. O físico indiano Subrahmanian Chandrasekhar (1910-1995) e o físico brasileiro Mario Schemberg (1914-1990) demonstraram em 1942 que essa região corresponde a 10% da massa da estrela (em outras palavras, 10% da massa do Sol estão disponíveis para a conversão). Levando em conta a massa do Sol (2×10^{33} g), a sua luminosidade (4×10^{33} ergs/s), e o fator de conversão de 0,007, podemos estimar o tempo de vida do Sol na sequência principal; ele pode ser calculado por:

$$t_{\text{vida}} = \text{Total de energia disponível} / \text{Luminosidade}$$

$$t_{\text{vida}} = 10\% \times 0.007 \times (\text{massa do Sol}) \times c^2 / (\text{Luminosidade do Sol})$$

$$t_{\text{vida}} = 1,26 \times 10^{51} / 4 \times 10^{33}$$

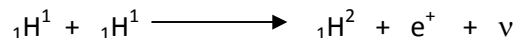
$$t_{\text{vida}} = 3,2 \times 10^{17} \text{ segundos, ou}$$

$$t_{\text{vida}} = 10 \text{ bilhões de anos aproximadamente, consistente com o valor esperado.}$$

Quanto aos mecanismos para a fusão de quatro átomos de hidrogênio em um átomo de hélio, foram propostas duas diferentes cadeias de reações termonucleares: a chamada *cadeia próton-próton* e o ciclo do carbono, também chamado *ciclo CNO* (carbono-nitrogênio-oxigênio). Ambos os processos podem coexistir em uma estrela, porém a cadeia próton-próton é o mecanismo principal nas estrelas de massas da

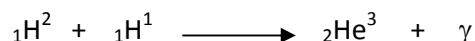
ordem da massa igual à solar (ou mais baixas), enquanto o ciclo CNO predomina em estrelas de grande massa.

A *cadeia próton-próton* é o processo dominante em estrelas cuja temperatura central é da ordem de 15×10^6 K (caso de nosso Sol). Ela consiste em uma sequência de três reações termonucleares. Na primeira etapa, dois núcleos de hidrogênio (prótons) se combinam para formar um núcleo de deutério (${}_1\text{H}^2$), um pósitron (antipartícula do elétron) e um neutrino:



Nessa equação, e^+ representa o pósitron, e ν representa o neutrino. Este último, como praticamente não interage com a matéria, escapa imediatamente da estrela. Já o pósitron irá colidir com um elétron livre no interior da estrela, aniquilando-se e produzindo radiação gama (fótons de comprimento de onda muito curto).

Numa segunda etapa, o núcleo de deutério se funde com outro próton, produzindo um isótopo de hélio (${}_2\text{He}^3$) e liberando mais radiação gama (γ):



Finalmente, na terceira etapa, dois isótopos de hélio se fundem, produzindo um átomo de hélio e dois de hidrogênio:



Os dois prótons que resultaram dessa equação irão alimentar outra cadeia de reações. Note-se que, para que as três reações acima estejam balanceadas, as duas primeiras equações devem ser multiplicadas por 2. O efeito líquido do ciclo, portanto, é o de quatro núcleos de hidrogênio (prótons) se convertendo em um núcleo de hélio.

O ciclo CNO, por outro lado, assume posição predominante apenas quando a temperatura no interior estelar ultrapassa valores da ordem de 2×10^7 K. A partir daí ele terá papel cada vez mais proeminente na geração da energia total, pois a sua eficiência é maior que a da cadeia p-p (ver as proporções relativas na Figura 8.9). Isso ocorre para as estrelas com massas em torno de duas massas solares ou mais.

Assim como a cadeia p-p, o ciclo CNO tem como efeito líquido a fusão de quatro núcleos de hidrogênio em um núcleo de hélio. Neste processo, o carbono funciona apenas como catalisador. Isso quer dizer que o ciclo CNO só poderá se iniciar se houver ao menos uma pequena quantidade de carbono no núcleo da estrela. Mas isso não é incomum: a presença de carbono na composição química é um fato bastante habitual nas estrelas formadas a partir das nuvens moleculares do disco da Galáxia, que estão enriquecidas pelos elementos químicos produzidos e lançados ao espaço interestelar por gerações anteriores de estrelas.

O tempo de vida de uma estrela na sequência principal tem sempre um ponto final, que é justamente o limite de Schenberg-Chandrasekhar: o instante em que todo o hidrogênio *existente no núcleo* se esgota (o que, como vimos, corresponde a 10% da massa original da estrela na ZAMS). Depois disso, haverá mudanças estruturais na estrela e uma nova fase de sua vida se iniciará, como veremos a seguir.

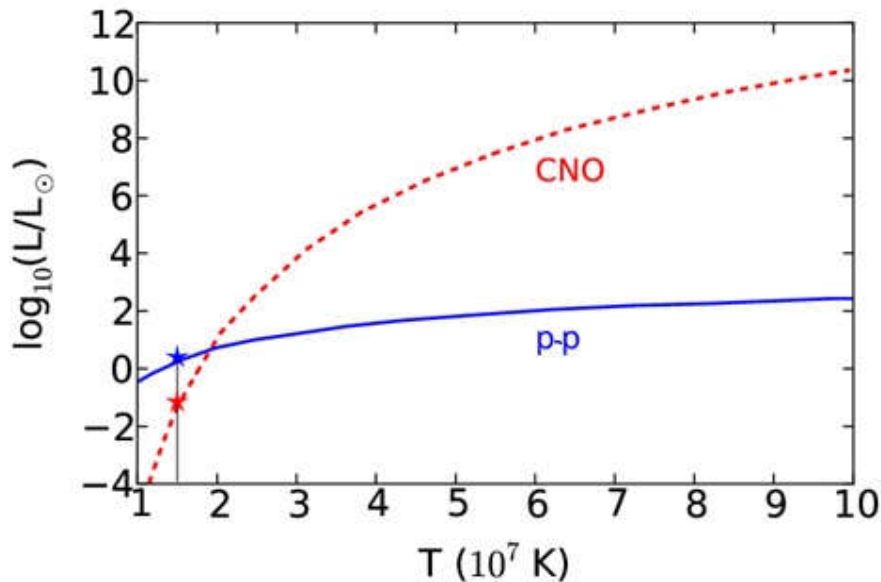


Figura 8.9 - Participação relativa das cadeias próton-próton (p-p) e CNO na geração de energia estelar, de acordo com a temperatura do núcleo. Para estrelas de massa solar (indicado na figura), a cadeia p-p predomina. O ciclo CNO é dominante nas estrelas de grande massa. (Crédito: BERTULANI; KAJINO, 2016.)

8.4 A “terceira idade” e o fim da vida: a evolução pós-sequência principal

Vamos agora estudar o que ocorre a partir do momento em que a estrela sai da sequência principal até as fases finais de sua vida. Mas essas fases *não são iguais para todas as estrelas*: dependendo da sua massa, a evolução pós-sequência principal será diferente. Mais uma vez se aplica o teorema de Vogt-Russell: *toda a história evolutiva de uma estrela é determinada unicamente por sua massa e sua composição química*. Com esse princípio em mente, iremos dividir nosso estudo em três grupos de estrelas, sempre segundo a sua massa:

Grupo 1 – Estrelas com massas entre 0,5 massas solares ($0,5 M_{\odot}$) e oito massas solares ($8 M_{\odot}$). Nosso Sol está neste grupo, que chamaremos aqui de *estrelas de baixa massa*.

Grupo 2 – Estrelas com massas abaixo de $0,5 M_{\odot}$. Chamaremos este grupo de *estrelas de massa muito baixa*.

Grupo 3 – Estrelas com massa acima de $8 M_{\odot}$. Chamaremos este grupo de *estrelas de alta massa ou estrelas massivas*.

Essa nomenclatura não é um padrão em si: existem aqueles que preferem usar a expressão “massa intermediária” para designar as estrelas do Grupo 1, e a expressão “baixa massa” para as do Grupo 2. Naturalmente, a fenomenologia é a mesma, independentemente dos nomes empregados.

8.4.1 Grupo 1: estrelas de baixa massa ($0,5 M_{\odot} < M < 8 M_{\odot}$)

Para este grupo, dividiremos os últimos estágios evolutivos em quatro etapas, até seu final, em que se formam uma nebulosa planetária e uma anã branca. Esse será o destino derradeiro de nosso Sol e das estrelas da mesma faixa de massas.

8.4.1.1 Primeira etapa: gigantes vermelhas

Ao fim da vida na sequência principal, o hidrogênio do núcleo da estrela foi totalmente exaurido, e as reações nucleares cessam por completo nessa região. A composição do núcleo é agora 100% hélio, e a temperatura central ali é insuficiente para a ignição da reação termonuclear seguinte: a fusão do hélio em carbono. Nessa nova fase, entretanto, reações de fusão do hidrogênio começam a se processar em uma camada esférica externa ao núcleo, que o envolve de forma concêntrica. Esse fenômeno costuma ser conhecido também como *shell burning*. Nessa camada (que chamaremos doravante de “concha”, por analogia à expressão inglesa) ainda existe hidrogênio suficiente para alimentar as reações de fusão de hidrogênio em hélio.

No núcleo, como não há mais atividade de fusão, a temperatura inicialmente irá cair. Essa queda de temperatura provoca um decréscimo na pressão gerada pelo núcleo. *O equilíbrio hidrostático se rompeu*, e agora o núcleo sofre a ação gravitacional de todas as camadas acima dele. Em consequência, o núcleo irá se contrair e, como os gases aumentam sua temperatura quando contraídos, a sua temperatura começa a aumentar outra vez.

Já na “concha”, há agora um aumento na taxa das reações de fusão, provocado pelo aumento do fluxo térmico proveniente do núcleo. O hélio produzido na “concha” se dirige ao núcleo, que continuará a se contrair e se aquecer à medida que ganha mais essa massa. Depois de centenas de milhões de anos para uma estrela de massa solar, o núcleo terá uma temperatura de perto de 10^8 K, e o seu diâmetro será de cerca de um terço do diâmetro original.

E o que acontece com as camadas externas, acima da “concha”? *Elas irão se expandir, ao mesmo tempo em que o núcleo se contrai*. É bom lembrar que a atividade de fusão na “concha” continuou durante todo esse tempo, gerando cada vez mais calor e pressão para o exterior. Esse aumento de pressão para fora da estrela causa uma tremenda expansão das camadas externas. O diâmetro da estrela cresce

dramaticamente (muitas dezenas de vezes o seu valor original). As camadas mais externas, em consequência, se resfriam muito, chegando a temperaturas da ordem de 3.500 K. Pela lei de Wien, essa temperatura tem pico de emissão em comprimentos de onda mais longos (vermelho). Com o aumento brutal do raio, a luminosidade cresce. A estrela se tornou agora aquilo que chamamos de *gigante vermelha* (Figura 8.10).

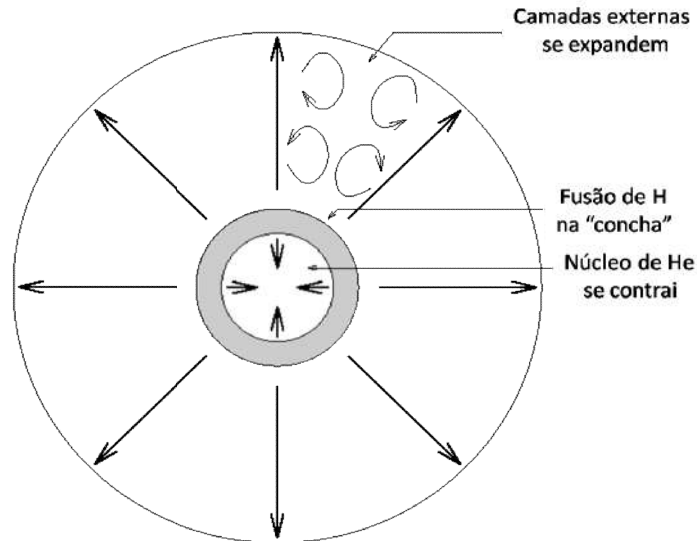


Figura 8.10 – Estrutura interna de uma estrela de baixa massa na fase de gigante vermelha. O núcleo de hélio se contrai e aquece, enquanto as camadas externas se expandem e resfriam. (Crédito: CRAQ.)

Nosso Sol deixará a sequência principal em cerca de 5 bilhões de anos, ingressando na trajetória evolutiva para a região acima e à direita da sequência principal, que costuma ser abreviada como região RGB¹³. Aproximadamente 700 milhões de anos depois disso, o Sol será uma gigante vermelha típica, com temperatura efetiva de 3.500 K e raio tão grande que – apesar da baixa temperatura na superfície – a sua luminosidade será da ordem de 2.000 vezes a sua luminosidade atual.

As gigantes vermelhas apresentam substancial perda de massa nesta fase da vida: em função de seus imensos diâmetros, a gravidade nas suas tênues “superfícies” é baixíssima. Isso facilita o escape de gases de suas atmosferas para o espaço circundante. Estima-se que a perda de massa de uma estrela na fase RGB atinja 10^{-7} massas solares por ano. Para efeito de comparação, a perda de massa do Sol em seu estágio atual, na forma de vento solar, é de apenas 10^{-14} massas solares por ano.

A Figura 8.11 demonstra a trajetória evolutiva de uma estrela de baixa massa após deixar a sequência principal. A estrela se deslocou da sua posição original na sequência

¹³ A abreviação “RGB” vem da expressão inglesa *Red Giant Branch*, ou seja, “ramo das gigantes vermelhas”, e é rotineiramente usada nessa forma nos textos técnicos; por esse motivo, usaremos aqui também essa abreviação.

principal para a direita (pela queda de temperatura efetiva) e para cima (pelo aumento da luminosidade). A região para onde a estrela se dirige é justamente o ramo das gigantes vermelhas (ou RGB).

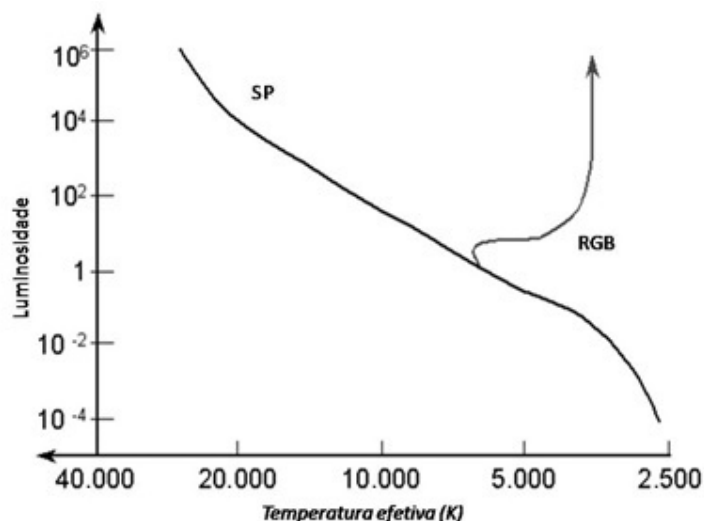


Figura 8.11 – Trajetória de uma estrela de baixa massa para o ramo das gigantes vermelhas no diagrama HR. (Crédito: NOAO.)

8.4.1.2 Segunda etapa: o flash de hélio e o ramo horizontal

O processo de contração e aquecimento do núcleo na fase de gigante vermelha não continuará indefinidamente. Pouco antes do fim dessa fase, a densidade na região central atinge valores incríveis – da ordem de 10^5 g/cm^3 (para o Sol atual, lembramos, ela é de “apenas” 160 g/cm^3) e a temperatura do núcleo se aproxima de 10^8 K . Em condições extremas como essas, a matéria do núcleo se torna *degenerada*, e mudanças drásticas irão ocorrer na estrela.

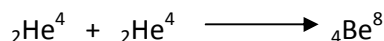
Para entendermos o que é essa *matéria degenerada* do núcleo, vamos lembrar o que acontece com os gases “comuns” (ou não-degenerados): quando se comprime um gás “comum”, a sua temperatura aumenta e ele se torna mais denso. Na situação inversa, se o gás se expande, a sua temperatura diminui e ele se torna mais rarefeito. Em Física, esse comportamento dos gases é modelado por uma teoria conhecida como *teoria dos gases perfeitos* (ou dos gases ideais): a pressão exercida por um gás perfeito é diretamente proporcional à sua densidade e à sua temperatura. Praticamente em todos os casos da vida cotidiana, podemos usar perfeitamente essa teoria para descrever o comportamento de qualquer gás. Na maior parte da vida de uma estrela, também se pode usar essa teoria para descrever os gases de seu interior.

Porém, nas condições extremas de temperatura e densidade que mencionamos acima, o gás do núcleo *deixa de se comportar como um gás perfeito*. Imaginemos o que está ocorrendo no núcleo agora: ele é composto essencialmente de hélio completamente

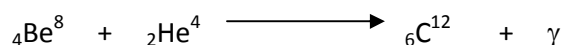
ionizado. Assim, todos os seus elétrons estão livres; mas, àquelas condições extremas de temperatura e densidade, eles se tornam tão “aglomerados” que um limite previsto pela teoria quântica passa a prevalecer: o *Princípio da Exclusão de Pauli*, que dita que dois elétrons não podem ocupar simultaneamente o mesmo estado quântico. Isso quer dizer que, mesmo que se aumente mais ainda a compressão, os elétrons *não poderão se compactar ainda mais*. Esse estado, no qual os elétrons resistem à compressão devido ao Princípio da Exclusão de Pauli, é conhecido como *degenerescência*. Dizemos que a matéria do núcleo se tornou *degenerada*; o núcleo é suportado pela *pressão de degenerescência dos elétrons*, que impedem o colapso gravitacional da estrela. Ao contrário do que ocorre com os gases perfeitos, *essa pressão não depende da temperatura*.

Voltemos agora à composição do núcleo estelar. Como já vimos, agora ele é composto basicamente de hélio. E já sabemos que o hélio possui dois prótons, contra apenas um do hidrogênio. Em consequência, para vencer a barreira de repulsão coulombiana para átomos de hélio, será preciso fornecer *muito mais energia* do que no caso do hidrogênio. Isso significa que as reações de fusão do hélio só poderão se dar a *temperaturas muito mais altas* que as de fusão do hidrogênio. Durante toda a fase RGB, a temperatura do núcleo foi gradualmente aumentando. Mas, devido à degenerescência, *isso não acarreta* aumento de pressão. Quando a temperatura chegar a cem milhões de kelvins (10^8 K), finalmente a reação termonuclear de fusão do hélio em carbono será desencadeada. A estrela (pela primeira vez desde que deixou a sequência principal) voltará a ter uma fonte de energia nuclear.

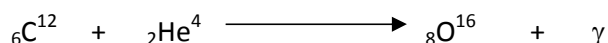
A fusão de hélio em carbono se dá em duas etapas. Na primeira, dois átomos de hélio se combinam e formam um isótopo de berílio:



O berílio formado nessa primeira fase é instável, e poderia decair de volta em dois átomos de hélio. Mas *se, antes de decair, ele encontra um terceiro átomo de hélio*, a segunda etapa da reação ocorre, produzindo carbono estável e liberando um fóton:



Esse processo completo é chamado *triplo-alfa*, pois envolve três núcleos de hélio (que historicamente também se chamavam “partículas alfa”). Eventualmente, depois de uma quantidade substancial de carbono ter sido formado pelo processo triplo-alfa, e dependendo da temperatura central, uma terceira reação poderá ocorrer em menor grau, convertendo uma parte desse carbono em oxigênio:



Ambas essas reações produzem energia, e são as grandes responsáveis pela formação do carbono e do oxigênio que existem no Universo.

Em estrelas de massas até cerca de duas massas solares, o início do processo triplo-alfa ocorre de uma forma brusca e explosiva, e por isso costuma ser conhecido como *flash de hélio*. Nas estrelas de maior massa, ele se inicia de uma forma mais gradual, à medida que a temperatura central se aproxima de 10^8 K. Aliás, o nome *flash de hélio* talvez seja até um pouco inadequado, pois dá, na linguagem usual, a impressão de que ocorre um “flash de luz” perceptível. Não é isso o que acontece. A energia produzida vai principalmente para rearranjar as camadas internas da estrela: o núcleo se aquece e expande (de novo como um gás perfeito), *desfazendo assim o estado de degenerescência, que é característico dos núcleos com massa abaixo de duas massas solares*. Em volta do núcleo, a expansão dos gases provoca queda de temperatura, e a queima de hidrogênio na “concha” se dá de forma mais lenta. Com o fluxo menor de energia para as camadas superiores, estas se contraem: a estrela reduz seu diâmetro, aumentando sua temperatura efetiva. A luminosidade cai um pouco inicialmente e depois permanece quase constante.

Assim, as estrelas do ramo horizontal se caracterizam por possuírem núcleos onde o hélio está sendo convertido em carbono e oxigênio, circundado por uma “concha” onde o hidrogênio se converte em hélio, e finalmente pelas camadas mais externas, basicamente de hidrogênio e onde não há reações nucleares (Figura 8.12).

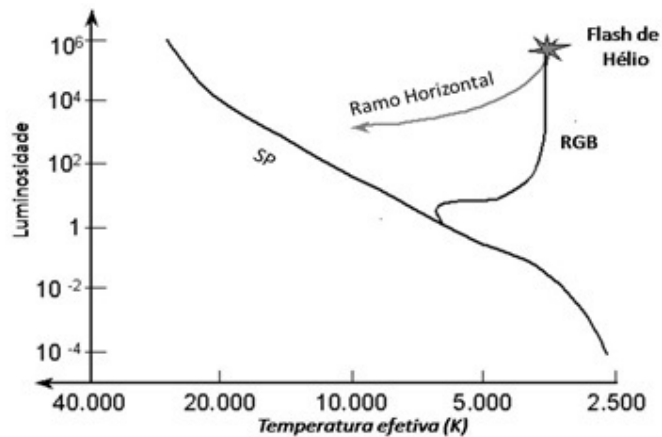


Figura 8.12 – No diagrama HR, o flash de hélio marca uma brusca inflexão da trajetória evolutiva da estrela, ao fim da fase RGB. Depois do flash, a estrela se dirigirá para a esquerda (pelo aumento da temperatura superficial) e, depois de uma queda inicial da luminosidade, entrará em uma fase onde ela é quase constante. Essa fase é denominada ramo horizontal (abreviadamente, HB), ou ainda red clump. (Crédito: NOAO.)

Durante todo o processo evolutivo na fase RGB e também após o flash de hélio, as estrelas passam por diversas fases de instabilidade, e várias delas podem sofrer pulsações de forma mais ou menos periódica. Numerosas são as *estrelas variáveis pulsantes* que poderemos observar nessas etapas sucessivas. Algumas classes de estrelas variáveis nessa situação incluem as chamadas Miras (ou variáveis de longo período), as variáveis semi-regulares e as irregulares vermelhas (quando a estrela

passa pela fase de gigante vermelha); e as variáveis Cefeidas (clássicas ou W Virginis) e RR Lyrae, quando ela atravessa o ramo horizontal, na chamada *faixa de instabilidade*.

8.4.1.3 Terceira etapa: supergigantes vermelhas (a região AGB)¹⁴

Após um período da ordem de cem milhões de anos para uma estrela de massa solar, o hélio do núcleo se esgota, e a estrela fica novamente sem a fonte central de energia. Sem as reações nucleares que equilibravam a ação gravitacional, o núcleo se contrai outra vez. A contração aquece o núcleo e o processo continua até que, mais uma vez, o estado de degenerescência é restabelecido, e a pressão de degenerescência dos elétrons consegue impedir o colapso da estrela. Em volta dele, forma-se uma nova e fina “concha” envolvendo o núcleo, onde a fusão de hélio recomeça. Temos assim, novamente, uma situação de *shell burning*, mas desta vez com hélio no lugar do hidrogênio. As camadas externas se expandem e resfriam outra vez. Em consequência, a estrela passa por uma segunda fase como gigante – mas só que agora muito maior e com luminosidade muito mais alta que na região RGB. Ela agora é uma *supergigante vermelha* (Figura 8.13).

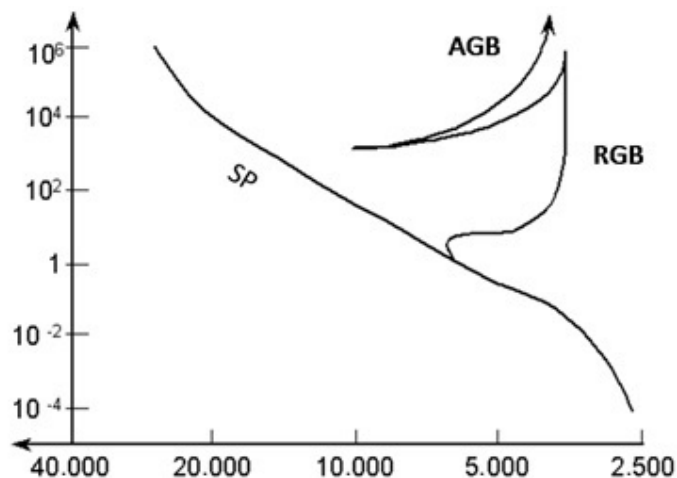


Figura 8.13 - No diagrama HR, a estrela se dirige outra vez para cima e para a direita. A estrela agora é uma supergigante vermelha. (Crédito: NOAO.)

A estrela na região AGB é formada por um núcleo de carbono e oxigênio inerte e degenerado, circundado por uma concha de hélio em processo de fusão, e ainda por uma segunda concha envolvendo a primeira, onde o hidrogênio está se convertendo em hélio. Tudo isso de forma muito compacta: todas essas regiões, juntas, têm dimensões da ordem do diâmetro da Terra apenas. Em volta delas, há um gigantesco envoltório de hidrogênio inerte, cujas dimensões são próximas às da *órbita* do planeta

¹⁴ A abreviação AGB vem da expressão inglesa *asymptotic giant branch*, ou seja, “ramo assintótico das gigantes”, e é rotineiramente usada nessa forma nos textos técnicos; por esse motivo, usaremos aqui também essa abreviação. Usam-se ainda por vezes as expressões “estrela AGB” ou “do tipo AGB”.

Marte. Quando nosso Sol se tornar uma supergigante vermelha, engolirá os planetas Mercúrio, Vênus e a Terra. Ele terá então uma luminosidade dez mil vezes maior que a atual, temperatura efetiva da ordem de 3.000 K, e perderá massa a uma taxa mil vezes maior que na fase RGB (ou 10^{10} vezes maior que na fase atual). Tudo parece indicar que a história se repetirá outra vez e que teremos um novo ciclo, talvez agora com um “flash de carbono” no lugar do flash de hélio – mas não é isso o que acontece. A temperatura mínima para a reação seguinte (a fusão nuclear do carbono) é de 600 milhões de kelvins. Uma estrela de baixa massa nunca chegará a atingir essa temperatura no seu núcleo, e não poderá transformar o carbono em elementos mais pesados através de reações termonucleares de fusão.

8.4.1.4 O fim da vida: nebulosas planetárias e anãs brancas

O que acontecerá então com a estrela em seguida? O núcleo de carbono-oxigênio está inerte, mas as conchas de hélio e de hidrogênio não. Um mecanismo periódico de pulsos térmicos passa a se desenvolver, envolvendo as duas camadas. A estrela irá sofrer diversos pulsos térmicos em intervalos de tempo cada vez menores, até que, finalmente, quase todo o material das camadas externas é separado do núcleo e ejetado definitivamente para fora da estrela. Esse material se expande rapidamente no espaço, formando uma nebulosa, com aquilo que era o núcleo da estrela original no seu centro. Esse núcleo é agora um objeto compacto, a temperaturas superficiais da ordem de 100.000 K, e que emite fortemente em ultravioleta, ionizando e excitando os gases da nebulosa, que se torna visível por fluorescência, emitindo luz em tons verde-azulados. Esse tipo de nebulosa é conhecido como *nebulosa planetária*, e o objeto compacto que anteriormente era o núcleo da estrela se torna uma *anã branca*. Nesse ponto, a morte da estrela – agora dividida – é inexorável. Antes disso, no entanto, ela já terá semeado no espaço interestelar átomos de carbono, nitrogênio e oxigênio, que irão fazer parte de novas gerações de estrelas.

Uma nebulosa planetária típica representa uma ejeção de massa da ordem de 10% a 20% da massa solar pela estrela original. Seus gases são lançados ao espaço a velocidades de dezenas de km/s, e continuam se expandindo até se desfazerem completamente no meio interestelar, dezenas de milhares de anos depois da ejeção. As nebulosas planetárias têm tempo de vida quase insignificante quando comparadas ao período de vida anterior da estrela progenitora: algo como 30 mil a 50 mil anos apenas. Mas, por outro lado, elas são um mecanismo poderoso para o enriquecimento do meio interestelar: estima-se atualmente que sejam responsáveis por uma adição de massa da ordem de $5 M_{\odot}$ por ano ao meio interestelar na nossa Galáxia. Isso representa *aproximadamente 15% de toda a matéria adicionada, sob todas as formas, ao meio interestelar da Via Láctea*. Por esse motivo, acredita-se que as nebulosas planetárias tenham um papel essencial na evolução química da Galáxia.

O outro componente em que se dividiu nossa estrela no fim da fase AGB é o objeto compacto central: uma relíquia daquilo que era antes o núcleo da estrela. Esse objeto está a temperaturas em torno de 100.000 K a 200.000 K, o que é muito mais alto que a temperatura efetiva de qualquer estrela nas fases anteriores. Sua massa é da ordem de grandeza de uma massa solar, mas suas dimensões não são muito diferentes das da Terra. Isso indica a incrível densidade da matéria do objeto: uma colher de chá dela pesaria cinco toneladas! Formado essencialmente por carbono e oxigênio e sem massa suficiente para atingir a temperatura de fusão do carbono, o objeto compacto não tem mais fonte de energia, e irá simplesmente se resfriar lentamente por *bilhões e bilhões de anos*. Objetos assim são conhecidos como *anãs brancas*. Especula-se que, após se resfriarem completamente, as anãs brancas poderiam se transformar em hipotéticas “anãs negras”; mas o tempo que uma anã branca levaria para resfriar por completo é *muito mais longo do que a idade atual do Universo* (ADAMS; LAUGHLIN, 1997). Por isso mesmo, nenhuma “anã negra” foi observada até hoje. Poder-se-ia pensar que, à medida que se resfria, a anã branca tenderia também a se contrair sob o efeito de sua própria gravidade. Mas não é isso o que ocorre. Durante todo o resfriamento, o objeto mantém suas dimensões. Isso ocorre porque sua densidade (da ordem de 10^6 g/cm^3) é tão alta que, no seu interior, os *elétrons encontram-se novamente degenerados*. É justamente a pressão de degenerescência dos elétrons que sustenta a anã branca contra o colapso gravitacional; ela tem, no entanto, um limite. Para que a anã possa ter uma configuração estável (ou seja, não colapse) existe um limite máximo para a massa que uma anã branca pode ter. Esse limite de estabilidade das anãs brancas foi calculado em 1930 pelo jovem (de apenas vinte anos) Subrahmanian Chandrasekhar, e vale 1,44 massas solares. Em outras palavras, não existe nenhuma anã branca com massa igual ou maior que $1,44 M_{\odot}$ (o chamado *limite de Chandrasekhar*).

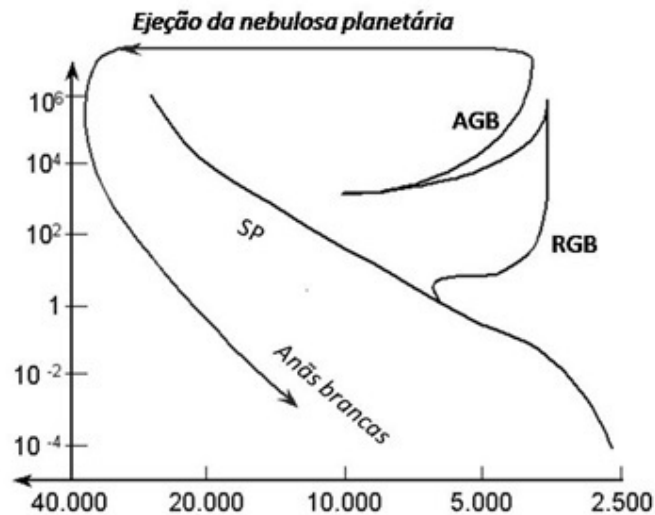


Figura 8.14 – Evolução pós-sequência principal completa de uma estrela de baixa massa. (Crédito: NOAO.)

Esse será o destino final da grande maioria das estrelas da Via Láctea, inclusive o nosso Sol. Dentro de algo como dez a onze bilhões de anos, ele será uma apagada anã branca, cerca de dez mil vezes menos brilhante do que é hoje, e reduzido ao tamanho de nossa Terra (que por sinal já terá deixado de existir há muito). Um astro morto, que ainda irá esfriar vagarosamente por mais bilhões e bilhões de anos. Não parece muito animador. Mas, para aqueles que acham que esse é um fim melancólico para nosso Sol, basta lembrar que uma boa parte da sua matéria atual já terá a essa altura se convertido em novas gerações de estrelas – muitas delas com planetas a seu redor, e pelo menos alguns destes abrigando, talvez, novas formas de vida. O ciclo de vida das estrelas e do Universo continuará, mesmo muito depois da morte do Sol.

8.4.2 Grupo 2: estrelas de massas muito baixas (abaixo de $0,5 M_{\odot}$)

Do estudo da formação estelar, já sabemos que a massa mínima para que uma estrela possa ser considerada como tal é de $0,08 M_{\odot}$ (abaixo desse valor, temos os objetos chamados de *anãs marrons*). Vimos também (Tabela 8.3) que, quanto menor a massa de uma estrela qualquer, maior será o tempo que ela passará na sequência principal – e que nenhuma estrela de massa abaixo de $0,5 M_{\odot}$ (geralmente chamadas também de “anãs vermelhas”) deixou a sequência principal até hoje. Isso evidentemente significa que é impossível obtermos dados observacionais sobre a fase pós-sequência principal das estrelas desse grupo; por isso, o estudo dessa fase é baseado puramente em modelos teóricos, que indicam que essas estrelas não possuem massa suficiente para atingir a temperatura necessária para fundir o hélio em seus núcleos.

Os cálculos mostram também que, ao menos para a maior parte das anãs vermelhas, o transporte de energia é feito exclusivamente (ou quase) por correntes profundas de convecção. Assim, como até mesmo o hidrogênio das regiões próximas à superfície pode ser levado novamente pela convecção até o núcleo, uma porcentagem maior que 10% de seu hidrogênio total poderá ser convertido em hélio durante a vida da estrela na sequência principal. Em outras palavras, elas não obedecem ao limite de Schenberg-Chandrasekhar. Outra peculiaridade interessante deste grupo é que uma grande parcela das anãs vermelhas poderá nunca se tornar gigante vermelha: modelos mostram que, para massas abaixo de $0,25 M_{\odot}$, as estrelas passam diretamente da sequência principal. para o ramo das anãs brancas – neste caso, anãs brancas compostas principalmente por hélio, que se resfriarão muito vagarosamente em seguida, em um processo que pode se estender por *trilhões de anos* (ADAMS; GRAVES; LAUGHLIN, 2004).

As anãs vermelhas dos tipos espectrais M e eventualmente K constituem o maior número de estrelas nas proximidades do Sol e provavelmente também em nossa Galáxia. Por isso, apesar das evidentes dificuldades observacionais causadas por sua baixa luminosidade, seu estudo é muito importante nos dias de hoje.

8.4.3 Grupo 3: estrelas de alta massa, ou massivas (com massa acima de $8 M_{\odot}$)

Estas estrelas são quentes e luminosas, situando-se na sequência principal à esquerda e acima da posição do Sol, e pertencem geralmente aos tipos espectrais O e B. A evolução aqui se dará de forma bem diversa: logo de início, vale lembrar que as fases evolutivas dessas estrelas são muito mais curtas que nas estrelas de baixa massa (Tabela 8.3). Em segundo lugar, se para as estrelas do Grupo 1 tínhamos a formação de elementos químicos por reações de fusão até o carbono e oxigênio, nas do Grupo 3 todos os demais elementos podem ser sintetizados. O fim de uma estrela massiva é também muito mais dramático que o das de baixa massa, gerando explosões colossais chamadas *supernovas*. Também essas explosões geram objetos compactos, porém não mais as anãs brancas: teremos aqui, mais uma vez em função da massa, *estrelas de nêutrons* ou *buracos negros*.

8.4.3.1 Fusão dos elementos químicos mais pesados que o carbono

Uma estrela de alta massa, ao deixar a sequência principal, passa inicialmente pelas mesmas fases que as estrelas de baixa massa: gigante vermelha RGB, fusão de hélio pelo processo triplo-alfa (embora de uma forma mais gradual que o *helium flash*) e supergigante AGB. Mas, nesta fase, o seu núcleo de carbono e oxigênio é mais massivo, e por isso ele pode continuar a se contrair e aumentar a temperatura – até chegar aos 600 milhões de kelvins, em que a fusão de carbono se inicia. A fusão de carbono se dá através de uma multiplicidade de reações termonucleares, produzindo diversos elementos: oxigênio, neônio, sódio e magnésio. Ela é muito mais rápida que os estágios anteriores (dá-se em tempos da ordem de grandeza de *mil anos apenas*). A estrela nem tem tempo para rearranjar a sua estrutura, e continua no ramo das AGB.

Uma vez terminada a fusão do carbono, o patamar seguinte será a *fusão do neônio* – que só acontece a temperaturas acima de 10^9 K (um bilhão de kelvins). Qual a razão dessas temperaturas crescentes? Basta lembrar que os núcleos dos elementos pesados possuem maior número de prótons que os dos elementos leves, e consequentemente maiores serão as forças de natureza elétrica (*barreira coulombiana*) entre eles. Para que a força nuclear forte possa agir e suplantar essas forças, os núcleos terão de se mover muito mais rapidamente, além de o ambiente ser muito denso. Isso quer dizer que a região central da estrela precisará estar a temperaturas e densidades muito mais elevadas (tanto maiores quanto maior for o número de prótons no núcleo). Isso só é possível se a estrela tiver alta massa.

Assim, as diversas reações de fusão que se seguem à do carbono se darão a patamares de temperatura cada vez mais altos e produzirão elementos cada vez mais pesados¹⁵.

¹⁵ O processo de formação de elementos químicos mais pesados por sucessivas reações termonucleares no interior das estrelas é denominado *nucleossíntese estelar*. Seus princípios foram descritos em 1957 em um artigo seminal para a Astrofísica, conhecido como “B2FH” (BURBIDGE et al., 1957).

Modelos indicam que a fusão do carbono é possível para estrelas de $4 M_{\odot}$; a partir daí, entretanto, a massa ZAMS *mínima* que a estrela precisa ter para que esses patamares seguintes sejam alcançados é de oito massas solares. Dessa forma, uma estrela de massa acima de $8 M_{\odot}$ passa sucessivamente pelas etapas de fusão do hidrogênio, hélio, carbono e neônio (cada vez mais rapidamente e a temperaturas mais altas).

A *fusão do neônio* se dá através de uma complexa rede de reações termonucleares, que irá produzir mais oxigênio, magnésio e outros elementos, liberando neutrinos em grande quantidade. Terminada essa fase, o núcleo se contrairá mais uma vez, e a temperatura voltará a subir. A etapa seguinte será a *fusão do oxigênio*, que acontece quando a temperatura central estiver em torno de 1,5 bilhão de kelvins. Também aqui, não teremos uma única reação, mas uma complexa cadeia delas, dando origem a mais uma série de elementos pesados, entre os quais o silício, o enxofre e o fósforo, e produzindo imensas quantidades de neutrinos e nêutrons.

Mas o processo não para por aí. A história se repete: terminada a fase de fusão do oxigênio, o núcleo da estrela (agora rico em silício) contrairá mais uma vez, e a temperatura voltará a subir. Ao atingir o patamar de 2,7 bilhões de kelvins, será a vez da *fusão do silício* ser desencadeada. Mais uma vez, teremos aqui outra complexa rede de reações termonucleares, envolvendo agora núcleos de silício e produzindo uma série de elementos químicos centrados principalmente no *ferro*, mas com teores menores de níquel, cobalto, manganês, titânio e cromo. Costuma-se chamar ao conjunto desses elementos *grupo do ferro*, e dizemos que um *núcleo de ferro* se formou nessa etapa. A estrutura interna da estrela tem agora o aspecto da Figura 8.15.

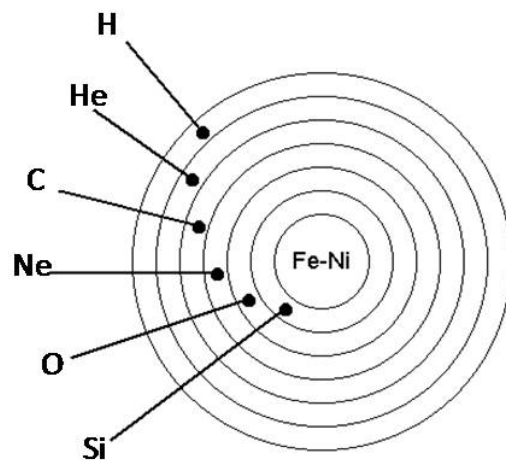
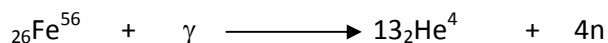


Figura 8.15 – A estrutura interna da estrela após a formação do núcleo de ferro-níquel mais parece uma cebola cortada ao meio! Em volta do núcleo, há camadas concêntricas, onde cada um dos elementos químicos gerados nas fases anteriores está se fundindo. Há conchas de fusão de silício, oxigênio, neônio, carbono, hélio e hidrogênio. Figura não em escala. (Crédito: NUPECC/ESF.)

Entre cada duas dessas conchas concêntricas onde as reações nucleares se processam, existem camadas intermediárias, onde não há fusão, mas nas quais o material se encontra enriquecido com os elementos formados na concha imediatamente interna a ela. A camada mais externa é um descomunal envoltório de hidrogênio inerte. O raio do núcleo equivale, aproximadamente, ao raio da Terra, mas a camada externa pode ter as dimensões da *órbita* do planeta Júpiter (algo como mil vezes o diâmetro atual do Sol). Conhecemos algumas poucas estrelas nessa situação: Betelgeuse, na constelação de Orion, ou Antares, na do Escorpião. Ao redor da estrela, a perda de massa se dá furiosamente, lançando matéria ao espaço, através de violentíssimos ventos estelares. A estrela está literalmente a um passo de sua destruição.

8.4.3.2 O fim da vida: a explosão de uma supernova

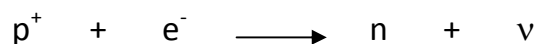
Uma vez formado o núcleo de ferro, sua temperatura já está na casa dos bilhões de graus e continua subindo. Em todas as etapas anteriores, a estrela se mantinha em equilíbrio pelo desencadeamento de novas reações termonucleares em seu interior. Porém, quando se forma o núcleo de ferro, isso não é mais possível. O Fe possui a maior energia de ligação por núcleon (portanto o núcleo mais estável) entre todos os elementos químicos. Assim, ao contrário de todas as reações anteriores, a fusão do ferro é *endotérmica* – ou seja, *absorve calor do restante da estrela*. Ora, a única energia disponível no núcleo agora é a contração gravitacional. Assim, quando o núcleo atinge uma determinada massa (estimada pelos modelos atuais em $1,2 M_{\odot}$ a $1,4 M_{\odot}$ e as temperaturas são da ordem de bilhões de kelvins, um novo processo se desencadeia de forma explosiva: a *fotodesintegração do núcleo de ferro*. Nas condições extremas de temperatura do núcleo, os fótons de radiação gama emitidos são tão energéticos que causam o rompimento dos átomos de ferro por colisão. Num primeiro momento, o ferro é transformado em átomos de hélio e nêutrons livres:



Imediatamente a seguir, esses átomos de hélio também são desintegrados, transformando-se em prótons e nêutrons:



Os prótons produzidos nessas reações de desintegração, por sua vez, sob as condições extremas de densidade do núcleo combinam-se com os elétrons que ajudavam a sustentar as camadas superiores da estrela, produzindo ainda mais *nêutrons*, além de uma quantidade torrencial de *neutrinos*, que imediatamente escapam da estrela:



As duas reações de fotodesintegração e mais a subsequente reação de captura dos elétrons transformam o ferro existente no núcleo em prótons, e logo a seguir em

nêutrons e neutrinos. Tudo isso acontece em *décimos de segundo*. Todo o longo trabalho de construção de elementos pesados no núcleo (que, para uma estrela massiva, levou milhões de anos para se consumir) é revertido e desconstruído nesse curtíssimo espaço de tempo (ver Tabela 8.4).

Etapa	Temperatura do núcleo (K)	Densidade do núcleo (g/cm ³)	Duração da etapa
Fusão do hidrogênio	4×10^7	5	7 milhões de anos
Fusão do hélio	2×10^8	7×10^3	700.000 anos
Fusão do carbono	6×10^8	2×10^5	600 anos
Fusão do neônio	$1,2 \times 10^9$	4×10^6	1 ano
Fusão do oxigênio	$1,5 \times 10^9$	10^7	6 meses
Fusão do silício	$2,7 \times 10^9$	3×10^7	1 dia
Colapso do núcleo	$5,4 \times 10^9$	2×10^9	0,25 segundos

Tabela 8.4 – Estágios evolutivos de uma estrela de 25 massas solares. (Crédito: WOOSLEY; WEAVER, 1982.)

E mais: a fotodesintegração é um processo altamente *exotérmico*, o que significa que o núcleo instantaneamente se resfria e contrai catastroficamente (chamamos a isso *colapso do núcleo*). Em dois *décimos de segundo*, o núcleo, que tinha um raio de cerca de 6.000 km, se reduziu a algo como 20 km apenas (algo quase inimaginável). Nessas dimensões, a densidade do núcleo atinge valores na casa de 10^{14} g/cm³. Essa é a chamada *densidade nuclear* (a densidade na qual os prótons e nêutrons existentes nos núcleos atômicos comuns se comprimem), e é apenas nessa condição extrema que pode ocorrer a reação de captura dos elétrons vista acima. A matéria nesse estado é praticamente impossível de ser ainda mais comprimida, e o núcleo (agora composto de nêutrons apenas) se torna rígido. Não temos mais elétrons, mas sim *nêutrons degenerados*. O remanescente do núcleo original se converteu em um novo tipo de objeto compacto: uma *estrela de nêutrons*.

O colapso quase instantâneo do núcleo deixou as camadas superiores totalmente sem sustentação contra a ação da gravidade, e assim elas literalmente desabam sobre o núcleo rígido (com velocidades da ordem de 15 a 20% da velocidade da luz). Quando o material em queda se choca com o núcleo rígido, ricocheteia sobre ele, e uma fortíssima onda de choque é gerada. Essa onda se dirige de volta para a superfície da estrela, ajudada pela torrente de neutrinos que escapam do núcleo, arrastando com

ela o material do interior da estrela. Tipicamente após poucas horas, a onda de choque chegará à superfície com velocidades próximas a 10% da velocidade da luz. A fotosfera da estrela é destruída por uma explosão colossal e seu material é lançado de forma violenta para o espaço. Quando isso acontecer, a supernova estará emitindo no visível com uma luminosidade equivalente ao de uma galáxia inteira. A energia liberada na explosão é mais ou menos cem vezes a energia que nosso Sol produzirá durante *todo o seu tempo de vida na sequência principal*. É justamente essa sequência de eventos o que caracteriza a explosão de uma *Supernova Tipo II*: ela é o resultado da explosão de uma estrela de massa superior a oito massas solares, quando o núcleo recém-formado de ferro se desintegra e colapsa.

A estrela é destruída na explosão, com exceção do núcleo. Este é convertido em uma *estrela de nêutrons*, caso a sua massa final seja aproximadamente de 1,4 a 3 massas solares (o que correspondia a uma massa inicial na ZAMS da ordem de $25 M_{\odot}$, considerados todos os episódios de perda de massa na sua evolução). Caso sua massa final seja maior que $3 M_{\odot}$ (ou massa ZAMS maior que $25 M_{\odot}$), acredita-se que o núcleo da estrela se transformará em um *buraco negro*.

Estrelas de nêutrons são objetos extremamente compactos, constituídos inteiramente pelos nêutrons que existiam no núcleo das estrelas originais. Todas elas possuem raio muito pequeno (cerca de 10 km, o tamanho de uma cidade) e densidades ainda maiores que as anãs brancas, da ordem de 10^{14} a 10^{15} g/cm³: uma pessoa que pesa 70 kg na Terra pesaria 14 bilhões de toneladas na superfície de uma estrela de nêutrons! Todas elas giram com uma rotação extremamente rápida, da ordem de frações de segundo – o que se explica pela maneira pela qual elas se formaram (o colapso quase instantâneo de um núcleo de cerca de 6.000 km de raio para apenas 10 km) e pelas leis da conservação do momento angular (as mesmas que garantem que uma patinadora no gelo possa girar a velocidades muito maiores quando cola os braços ao corpo). As estrelas de nêutrons estão associadas ao fenômeno dos pulsares, descoberto na década de 1960 por Jocelyn Burnell e Anthony Hewish: pulsos regulares de radiação eletromagnética provenientes de certas regiões do céu, que posteriormente foram identificadas como locais em que haviam explodido supernovas há séculos ou milênios no passado. A rápida rotação da estrela e seu intenso campo magnético criam feixes de radiação eletromagnética, que se projetam da estrela ao longo do seu eixo magnético. Esses feixes giram com a estrela, mais ou menos como o feixe de luz de um farol. Se, por uma circunstância, a Terra estiver na linha do feixe, nós o veremos sob a forma de um pulso, a cada vez que a estrela gira.

Já no caso de um buraco negro, a estrela colapsa por completo sob a ação de sua própria gravidade, convertendo-se em um ponto geométrico de dimensão zero e no qual a densidade tende ao infinito. Esse ponto recebe o nome de *singularidade*. Na singularidade, a atração gravitacional é tão intensa que nem mesmo a luz pode

escapar. Embora o núcleo da estrela original tenha desaparecido na singularidade, os seus *efeitos gravitacionais permanecem*, assim como a sua *massa*. Podemos assim falar de buracos negros cuja massa é, por exemplo, de cinco massas solares (caso dos buracos negros de origem estelar), ou de buracos negros supermassivos, com milhões de massas solares (encontrados no centro de galáxias). Mas como nenhum objeto (nem mesmo a luz) pode escapar da singularidade, nenhuma outra informação sobre a estrela original depois que ela colapsou poderá ser obtida. O estudo das propriedades dos buracos negros deve ser feito à luz da Teoria da Relatividade Geral, que descreve a geometria do espaço-tempo nas proximidades de objetos muito massivos, e portanto está inteiramente fora do escopo deste trabalho.

E quanto ao imenso envoltório gasoso que circundava o núcleo da estrela? O material da estrela que foi lançado ao espaço pela explosão irá gerar uma “bolha” de gás que se afasta a velocidades da ordem de 10.000 km/s. Essa bolha gradualmente se transforma em uma nebulosa filamentar e, finalmente (após alguns milhares de anos), se desfaz completamente no espaço interestelar, enriquecendo-o com os elementos pesados ejetados na explosão¹⁶. As ondas de choque provenientes da explosão da supernova irão comprimir os gases das nuvens moleculares que eventualmente se encontravam próximas à estrela original, desencadeando a formação de novas gerações de estrelas.

A maior parte dos elementos pesados que são lançados ao espaço se formaram durante a fase de propagação da onda de choque (antes que a onda chegasse à superfície da estrela) através das chamadas *reações de nucleossíntese explosiva* (também conhecidas como *processo-r de captura de nêutrons*). Mas, mesmo antes da explosão, muitos outros elementos químicos já haviam sido produzidos nas camadas internas da estrela por outros mecanismos de nucleossíntese (além, naturalmente, das reações de fusão que se processavam no núcleo). Os mais importantes entre esses mecanismos são chamados *captura de partículas alfa* e *captura de nêutrons*.

A captura de partículas alfa compreende todas as reações nas quais um núcleo de um elemento químico se combina com um núcleo de hélio (cujo nome, no século XIX, era “partícula alfa”), produzindo assim um elemento mais pesado. Isso ocorre, em geral, nos estágios finais da evolução das estrelas massivas, quando a temperatura central atinge valores próximos de 10^9 K. Por esse processo se formam, por exemplo, quantidades significativas de oxigênio, neônio, magnésio, silício, enxofre, argônio e cálcio. Uma segunda cadeia de reações envolve a *captura de nêutrons*. Já vimos que diversas das reações de fusão termonuclear produzem nêutrons livres em grande quantidade, que ficam dessa forma disponíveis para se combinarem com outros núcleos atômicos já existentes nas camadas internas da estrela. Esses processos são importantes para a formação de elementos químicos pesados, como cobalto, níquel,

¹⁶ Esses restos da explosão são conhecidos como *remanescentes de supernova* (em inglês, *supernova remnants*, ou SNR).

cobre, zinco, gálio, e assim por diante – em uma sequência que vai até o elemento químico bismuto, que tem número atômico 83. Para números atômicos acima do bismuto, apenas os processos de núcleossíntese explosiva funcionarão.

Todas essas reações só podem ocorrer em um ambiente extremamente energético, e nenhum outro ambiente na Natureza que não sejam as estrelas massivas alcançará esses níveis. Assim, os processos de nucleossíntese que nelas ocorrem e a explosão de supernovas em seu fim de vida são uma das únicas maneiras pela qual os elementos químicos mais pesados que o ferro (como o zinco, prata, ouro, estanho, chumbo, mercúrio ou urânio) podem se formar. Como os nossos próprios corpos, nossa Terra e todo o sistema solar possuem traços de todos esses elementos, podemos ter a certeza de que eles contêm átomos que, em um passado remoto, se formaram no interior de estrelas massivas e/ou na explosão de uma supernova. Ou, citando as palavras do astrônomo norte-americano Carl Sagan:

“Todos os materiais rochosos e metálicos sobre os quais pisamos, o ferro em nosso sangue, o cálcio em nossos dentes e o carbono nos nossos genes foram produzidos há bilhões de anos no interior de uma estrela supergigante vermelha. Somos feitos do material das estrelas”. (SAGAN, 1973, tradução nossa).

8.5 Atividades sugeridas (para professores)

- Uma maneira geralmente útil para os alunos fixarem a vasta gama de informações que constitui o tema deste capítulo é a visual, assistindo (em casa ou em sala) a alguns vídeos de boa qualidade disponíveis hoje pela Internet e discutindo-os posteriormente em sala. O professor poderá organizar as discussões, orientando os alunos a relacioná-las com cada tópico visto aqui. Caso deseje, ele poderá dividir os alunos e os temas em grupos de acordo com o tema.
- A equipe do *Hubble Space Telescope* (NASA/ESA) produziu uma série de vídeos curtos (*“Hubblecasts”*), vários dos quais versam sobre tópicos de evolução estelar vistos neste capítulo. Todos têm duração de cerca de 5 minutos, podem ser assistidos online ou baixados para serem posteriormente exibidos. Os vídeos são narrados em inglês, porém podem ser configurados (em *“settings”*) para mostrar legendas em português. Recomendamos em especial os que se seguem:

Hubblecast 51: Star-forming region (Duração 4:43)

<http://www.spacetelescope.org/videos/heic1118a/>

Hubblecast 44: Hubble spies on the Tarantula Nebula (Duração 4:47)

<http://www.spacetelescope.org/videos/heic1105a/>

Hubblecast 32: Born in Beauty: Proplyds in the Orion Nebula (Duração 6:14)
<<http://www.spacetelescope.org/videos/heic0917a/>>

Hubblecast 37: Bubbles and baby stars (Duração 4:37)
<<http://www.spacetelescope.org/videos/heic1011a/>>

Hubblecast 61: A Tour of (planetary nebula) NGC 5189 (Duração 5:22)
<<http://www.spacetelescope.org/videos/heic1220a/>>

Hubblecast 86: The wings of the Twin Jet Planetary Nebula (Duração 5:13)
<<http://www.spacetelescope.org/videos/heic1518a/>>

Hubblecast 52: The Death of Stars (Duração 6:49)
<<http://www.spacetelescope.org/videos/hubblecast52a/>>

Hubblecast 15: Black hole found in enigmatic Omega Centauri (Duração 5:50)
<<http://www.spacetelescope.org/videos/heic0809a/>>

- No website abaixo, do ESO (European Southern Observatory) são disponibilizados centenas de pequenos textos (press releases) em português sobre diversos temas astronômicos. Muitos deles versam sobre evolução estelar. Divida os alunos em grupos de 2 – 3 pessoas cada e peça a eles para escolherem um dentre esses temas e montarem um pequeno seminário (~15 min) sobre o assunto escolhido. O seminário deve se feito para toda a turma e, após sua apresentação, recomenda-se uma curta sessão de esclarecimento de dúvidas e perguntas. Consulte:

<<http://www.eso.org/public/brazil/news/>>

Referências bibliográficas para o Capítulo 8

ADAMS, F.C.; GRAVES, G.J.M.; LAUGHLIN, G. Red dwarfs and the end of the main sequence. *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, v. 22, p. 46-9, 2004. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2004RMxAC..22...46A>>. Acesso em: 26 de junho de 2017.

ADAMS, F.C.; LAUGHLIN, G. A dying Universe: the long-term fate and evolution of astrophysical objects. *Reviews of Modern Physics*, v. 69, p. 337-72, 1997. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1997RvMP...69..337A>>. Acesso em: 24 de junho de 2017.

BERTULANI, C.; KAJINO, T. *Frontiers in Nuclear Astrophysics*. arXiv:1604.03197. Disponível em: <<https://arxiv.org/abs/1604.03197>>. Acesso em: 22 de junho de 2017.

BURBIDGE, E.M.; BURBIDGE, G.R.; FOWLER, W.A.; HOYLE, F. (“Paper B2FH”). *Synthesis of the elements in stars. Reviews of Modern Physics*, v. 29, issue 4, p. 547-650, 1957. Disponível em: <https://www.pmf.unizg.hr/_download/repository/burbidge_RMP_29_547_1957.pdf> . Acesso em: 26 de junho de 2017.

CLAYTON, D.D. *Principles of stellar evolution and nucleosynthesis*. Chicago: University of Chicago Press, 1983.

CRAQ (Centre de Recherche en Astrophysique du Québec). Website. Disponível em: <<http://craq-astro.ca/phy1971/chap20/index20.html>>. Acesso em: 22 de junho de 2017.

CROWTHER, P. et al. The R136 star cluster hosts several stars whose individual masses greatly exceed the accepted $150 M_{\odot}$ stellar mass limit. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 408, issue 2, p. 731-51, 2010. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2010MNRAS.408..731C>>. Acesso em: 18 de junho de 2017.

EADIE, G. et al. Bayesian mass estimates of the Milky Way: including measurement uncertainties with hierarchical Bayes. *The Astrophysical Journal*, v. 835, issue 2, p.9, 2017. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2017ApJ...835..167E>>. Acesso em: 19 de junho de 2017.

GOODMAN, A. Observing star formation from the interstellar medium to star-forming cores. Lecture. Online version, Harvard University Department of Astronomy, 1999. Disponível em: <<https://www.cfa.harvard.edu/~agoodman/>>. Acesso em: 18 de junho de 2017.

HODGE, P. Studies of the Large Magellanic Cloud. I. The red globular clusters. *Astrophysical Journal*, v. 131, p. 351, 1960. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1960ApJ...131..351H>>. Acesso em: 9 de junho de 2017.

HODGE, P. Studies of the Large Magellanic Cloud. V. The young populous clusters. *Astrophysical Journal*, v. 133, p. 413, 1961. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1961ApJ...133..413H>>. Acesso em: 9 de junho de 2017.

KARTTUNEN et al. *Fundamental Astronomy*. Berlin-Heidelberg: Springer-Verlag, 5th ed., p. 243-6, 2007.

KAUFMANN, W.J.; FREEDMAN, R.A. The birth of stars. In: *Universe*. New York: W.H. Freeman and Co., 5th ed., p. 491-516, 2000.

KUIPER, G.P. The empirical mass-luminosity relation. *Astrophysical Journal*, v. 88, p. 472, 1938. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1938ApJ....88..472K>>. Acesso em: 22 de junho de 2017.

LAUGHLIN, G.; BODENHEIMER, P.; ADAMS, F.C. The end of the main sequence. *The Astrophysical Journal*, v. 482, issue 1, p. 420-32, 1997. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1997ApJ...482..420L>>. Acesso em: 25 de junho de 2017.

MACIEL, W.J. *Introdução à estrutura e evolução estelar*. São Paulo: Editora da Universidade de São Paulo, p. 45-50, 96-97 e 240, 1999.

ORCHISTON, W. Australian Aboriginal, Polynesian and Maori Astronomy. In: WALKER, C. (ed.), *Astronomy before the Telescope*. Londres: British Museum Press, p. 318-28, 1996.

OSTLIE, D.A.; CARROLL, B.W. *An introduction to modern Stellar Astrophysics*. Boston: Addison-Wesley, 1st ed., p. 368, 1996.

SAGAN, C. *The cosmic connection*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 186-91, 2000. Reprinted from SAGAN, C. *The cosmic connection*, Doubleday & Co., 1973.

SAGAR, R.; CANNON, R.D. A deep UBVRI CCD photometric study of the moderately young southern open star cluster NGC 4755. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, v. 111, p. 75, 1995. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1995A%26AS..111...75S>>. Acesso em: 22 de junho de 2017.

SCHNEIDER, P. *Extragalactic Astronomy and Cosmology: an introduction*. Berlin: Springer-Verlag, p. 35-87, 2010.

SOUZA, M.A.M.; DANTAS, J.D. Fenomenologia nuclear: uma proposta conceitual para o Ensino Médio. *Caderno Brasileiro de Ensino de Física*, v. 27 n. 1, p. 136-58, 2010. Disponível em: <<https://periodicos.ufsc.br/index.php/fisica/issue/view/1376>>. Acesso em: 20 de junho de 2017.

STOLTE, A. Pre-main sequence evolution. Lecture, 2012. Argelander Institut für Astronomie, University of Bonn. Disponível em: <https://astro.uni-bonn.de/~astolte/StarFormation/Lecture2012_PMS.pdf>. Acesso em: 20 de junho de 2017.

STROBEL, N. Astronomy notes. 2013. Disponível em: <<http://www.astronomynotes.com/>>. Acesso em: 16 de junho de 2017.

VAN DEN BERGH, S. *The galaxies of the Local Group*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 279-88, 2000.

WARNER, B. Traditional astronomical knowledge in Africa. In: WALKER, C. (ed.), *Astronomy before the telescope*. Londres: British Museum Press, p. 304-17, 1996.

WESTERLUND, B.E. *The Magellanic Clouds*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 1-249, 1996.

WILLIAMS, J.P; CIEZA, L.A, Protoplanetary disks and their evolution. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 49, issue 1, p. 67-117, 2011. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2011ARA%26A..49...67W>>. Acesso em: 21 de junho de 2017.

WOOSLEY, S.E.; WEAVER, T.A. Nucleosynthesis in 25 M_{\odot} stars of different population. In: *Essays in Nuclear Astrophysics*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 377-99, 1982.

%%%%%%%%%