

Capítulo 5

ESTRELAS

Hugo Vicente Capelato*

* e-mail: hugo@das.inpe.br

ESTRELAS

LISTA DE FIGURAS	5-5
5.1 INTRODUÇÃO	5-7
5.2 A COR E O BRILHO DAS ESTRELAS	5-8
5.2.1 A SEQUÊNCIA PRINCIPAL DE ESTRELAS	5-10
5.2.2 ACIMA DA SEQUÊNCIA PRINCIPAL	5-11
5.2.3 ABAIXO DA SEQUÊNCIA PRINCIPAL	5-12
5.2.4 AS ESTRELAS VARIÁVEIS	5-12
5.3 O INTERIOR DAS ESTRELAS	5-13
5.3.1 AS ESFERAS DE GÁS QUENTE	5-13
5.3.2 POR QUE AS TEMPERATURAS SÃO TÃO ALTAS ?	5-15
5.3.3 CONVECÇÃO E ONDAS SONORAS NAS ESTRELAS	5-16
5.4 A GERAÇÃO DE ENERGIA NUCLEAR NAS ESTRELAS	5-19
5.4.1 OS NÚCLEOS ATÔMICOS	5-20
5.4.2 FUSÃO OU FISSÃO ?	5-22
5.4.3 O EFEITO TÚNEL	5-23
5.4.4 INTERAÇÕES FRACAS	5-24

5.5	O NASCIMENTO DAS ESTRELAS	5-25
5.5.1	AS NUVENS INTERESTELARES: BERÇÁRIO DAS ESTRELAS	5-25
5.5.2	POR QUE NASCEM AS ESTRELAS ?	5-27
5.5.3	A VIDA DAS PROTO-ESTRELAS	5-28
5.6	VIDA E MORTE DAS ESTRELAS	5-29
5.6.1	A ESTRELA ESGOTA O SEU RESERVATÓRIO DE HIDROGÊNIO	5-29
5.6.2	A VELHICE	5-30
5.6.3	GIGANTES VERMELHAS E ANÃS BRANCAS	5-30
5.6.4	AS SUPERNOVAS	5-32
5.6.5	ESTRELAS DE NEUTRONS E BURACOS NEGROS	5-34
5.7	BIBLIOGRAFIA	5-35

LISTA DE FIGURAS

FIGURA 5.1 - O DIAGRAMA H-R, QUE MOSTRA COMO AS ESTRELAS SE DISTRIBUEM CONFORME SUA COR (TEMPERATURA) E BRILHO (LUMINOSIDADE).	5-9
FIGURA 5.2	5-15
FIGURA 5.3 - ESTA FIGURA ILUSTRA COMO OS FÓTONS DE RADIAÇÃO SE DIFUNDEM ATRAVÉS DE UMA ESTRELA COMO O SOL.	5-19
FIGURA 5.4 - A CURVA DA ENERGIA DE LIGAÇÃO DOS DIFERENTES NÚCLEOS ATÔMICOS.	5-21
FIGURA 5.5 - AS ESTRELAS DAS PLÊIADES NASCERAM APROXIMADAMENTE HÁ 60 MILHÕES DE ANOS ATRÁS E AINDA ESTÃO “VESTIDAS” COM OS RESTOS DE SUA NUVEM-MÃE. 5-26	
FIGURA 5.6 - NEBULOSA PLANETARIA. ESTA É A NEBULOSA DA HÉLICE, A MAIS PRÓXIMA DE TODAS AS NEBULOSAS PLANETARIAS (450 ANOS-LUZ).	5-31
FIGURA 5.7 - A NEBULOSA DO CARANGUEJO NA CONSTELAÇÃO DO TOURO É UMA DAS FONTES MAIS INTENSAS EM ONDAS DE RADIO E TAMBÉM EM RAIOS-X E ULTRA-VIOLETA.	5-34

5.1 INTRODUÇÃO

Vamos começar o nosso estudo por uma inspeção mais ou menos superficial na “floresta” de estrelas que vemos nos céus. A primeira coisa que notamos é que elas são fontes de luz muito mais fracas que o Sol. A segunda coisa é que suas cores aparentes são variáveis, desde um branco azulado da maioria, até o um amarelo avermelhado, um pouco mais raro. Há ainda um terceiro aspecto, embora este já não seja muito óbvio a olho nu: é que a maioria das estrelas agrupam-se em pequenas famílias de dois, três ou mais membros. Um bom exemplo disto é a estrela Alfa do Centauro, a estrela mais próxima de nós, que na verdade é um sistema *triplo* de estrelas. Outro é o grupo de 7 estrelas que formam as *Plêiades*, discutido mais adiante¹. Na verdade quase metade das estrelas fazem parte de sistemas duplos, de apenas dois membros, chamados *estrelas binárias*. A maioria destas estrelas duplas, embora vivam juntas, distam entre si várias *unidades astronômicas* (uma unidade astronômica, UA, é a distância da Terra ao Sol; veja o Cap. 1), movendo-se uma em torno da outra com períodos de vários anos. Existem no entanto estrelas binárias cuja separação é muito menor e que se movimentam com períodos de apenas algumas horas! Estas estrelas estão tão próximas uma da outra que são capazes de trocar entre si seu material envoltório. Muitas vezes esta troca ocorre de maneira um pouco violenta, e então podem acontecer explosões locais que expulsam a matéria para longe do sistema. Em outros sistemas binários, onde acontece que uma das componentes seja uma estrela muito compacta e densa, o material da companheira flui mais calmamente, formando um disco luminoso em torno da estrela compacta.

A distância média que separa estrelas vizinhas (ignorando os sistemas binários) é de cerca de 4 anos-luz. Esta distância equivale a 253.000 unidades astronômicas ou a 27 milhões de vezes o diâmetro do Sol: o espaço entre as estrelas é imenso, comparado com o tamanho das estrelas, ou mesmo do Sistema Solar.

¹ Mas não confunda estes grupos estelares de que falamos aqui, com as constelações tradicionais. Estas, na sua grandíssima maioria, não passam de configurações *aparentes* de estrelas, sem nenhuma relação entre si (veja o Cap. 1).

5.2 A COR E O BRILHO DAS ESTRELAS

Assim como o Sol, as estrelas são bolas de gás muito quente que emitem sua radiação para o espaço. Há duas propriedades das estrelas que são de interesse imediato: a sua cor e o seu brilho. A **cor** de uma estrela é determinada pela *temperatura* em que se encontra a sua superfície², enquanto que o seu **brilho** é determinado pela *quantidade de luz que ela irradia por segundo*, através de toda a sua superfície. Podemos construir um diagrama de cor versus brilho das estrelas, como na Figura 5.1, onde cada ponto indica o brilho e a cor de uma determinada estrela. Um diagrama deste tipo é conhecido como diagrama de Hertzsprung-Russel (HR).

O Sol tem uma cor intermediária amarelo-claro. A sua temperatura na superfície é de cerca de 5 800 K (graus Kelvin³). Uma grande parte das estrelas é parecida com o Sol, com cores e tamanhos comparáveis. Outras estrelas são bem maiores e vermelhas: são as estrelas *gigantes vermelhas*, cuja temperatura na superfície é da ordem de 3 000 K. Há ainda estrelas de cor branca e tamanho muito pequeno, quase tão pequenas quanto a Terra: são as estrelas *anãs brancas*, que tem temperaturas superficiais da ordem de 10000 K.

O brilho⁴ de uma estrela é a taxa com que a sua energia luminosa é emitida. O brilho de uma estrela depende somente da sua temperatura superficial e da área total de sua superfície. As estrelas gigantes vermelhas, de temperaturas relativamente baixas, tem uma grande área superficial, por isso são estrelas brilhantes, luminosas. A estrela Betelgeuse, na constelação de Orion, é um bom exemplo de uma estrela gigante vermelha. Já as estrelas anãs brancas tem altas temperaturas superficiais mas, por serem muito pequenas, tem áreas superficiais também muito pequenas e são muito pouco brilhantes: impossível enxergar qualquer uma delas a olho nu! No diagrama H-R da

² **Quanto mais quente for um objeto, mais azul será a radiação por ele emitida.** Esta lei da física foi estabelecida em 1898 por Wilhem Wien. Podemos vê-la em funcionamento, observando a cor da chama de um fogão de cozinha: uma chama bem azulada indica uma chama quente, enquanto que uma chama mais avermelhada indica uma chama mais fria.

³ Para obter a temperatura em graus Celsius (°C), subtraia 273 do valor em graus Kelvin. A temperatura da superfície do Sol portanto é 5 527 °C.

⁴ Neste capítulo estaremos sempre falando do brilho *absoluto* da estrela, diferente do seu brilho *aparente* o qual varia conforme a distância em que ela se encontra – veja o Cap. 2 a este respeito.

Figura 5.1 nós desenhamos também as linhas tracejadas que indicam os lugares onde devem cair as estrelas de mesmo raio⁵: é fácil ver quão correto foi batizar de *Super-gigante* uma estrela como Betelgeuse.

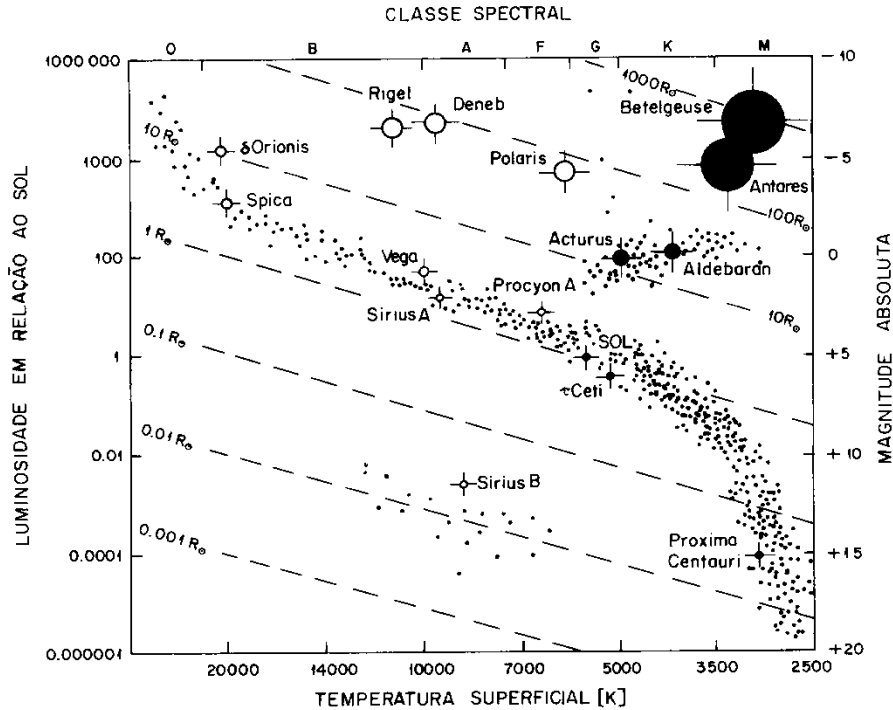


FIGURA 5.1 - O DIAGRAMA H-R, QUE MOSTRA COMO AS ESTRELAS SE DISTRIBUEM CONFORME SUA COR (TEMPERATURA) E BRILHO (LUMINOSIDADE). AS LINHAS TRACEJADAS INDICAM COMO SE POSICIONAM AS ESTRELAS DE MESMO TAMANHO FÍSICO (I. É, MESMO RAIO). AS ESTRELAS “ANÃS” SITUAM-SE NAS REGIÕES INFERIORES DO GRÁFICO E AS “GIGANTES” NAS REGIÕES SUPERIORES. ALGUMAS ESTRELAS CONHECIDAS FORAM DESTACADAS COM SÍMBOLOS INDICANDO O SEU TAMANHO RELATIVO (SEM SEGUIR NENHUMA ESCALA VERDADEIRA).

Muitas vezes nós estamos interessados na quantidade **total** de radiação⁶ emitida por segundo pela estrela. Uma parte desta radiação pode nem ser detectável pelos nossos

⁵ Medidos com relação ao raio do Sol, simbolizado por R_{\odot} ($R_{\odot} = 696.000 \text{ km}$)

olhos. Neste caso, no lugar de falar de brilho para a radiação total (visível e invisível), falamos da *luminosidade* da estrela. A luminosidade de uma estrela é a potência que ela é capaz de gerar no seu interior, em geral através de reações nucleares *de fusão* (ao contrário dos reatores de energia do tipo dos instalados em Angra dos Reis, aonde as reações nucleares são *de fissão* – adiante discutiremos isso). A luminosidade do Sol é $3,8 \times 10^{26}$ Watts, valor que simbolizamos por L_{\odot} . Para as outras estrelas, preferimos medir suas luminosidades com referência à luminosidade do Sol: a estrela Betelgeuse, por exemplo, tem luminosidade de $10^4 L_{\odot}$, quer dizer, ela é 10 000 vezes mais luminosa que o Sol. No diagrama H-R da Figura 5.1, o brilho das estrelas está expresso em termos da sua luminosidade, enquanto a cor está em termos da sua temperatura superficial.

5.2.1 A SEQUÊNCIA PRINCIPAL DE ESTRELAS

Quando examinamos como se distribuem os pontos correspondentes às estrelas no diagrama H-R (Figura 5.1), algo notável aparece: os pontos não se distribuem aleatoriamente por todo o diagrama. Ao contrário, eles tendem a se concentrar em algumas regiões definidas. A maioria das estrelas, incluindo o nosso Sol, ficam numa faixa que corre mais ou menos diagonalmente pelo diagrama. Esta faixa é denominada *Sequência Principal*, e as estrelas que aí se localizam são chamadas de *estrelas da Sequência Principal*. Aqui, as estrelas *mais vermelhas* - mais frias superficialmente – são as *menos luminosas*, enquanto que as estrelas mais azuis - mais quentes - são as mais luminosas.

As massas das estrelas pode variar bastante. Na sequência principal, as estrelas que têm maior massa são as mais brilhantes e, portanto, mais azuis e mais quentes superficialmente. Ao contrário, as estrelas de *menor massa* são as *menos brilhantes* e, portanto, *mais vermelhas e mais frias*. As massas das estrelas na sequência principal variam bastante. Uma fração considerável de estrelas tem massas entre 0,1 vezes a 10 vezes a massa do Sol⁷, mas a maior parte tem massas da ordem de $0,8 M_{\odot}$, ou pouco

⁶ Radiação eletromagnética ! Recorde das lições do capítulo 2: a *luz* que vemos é uma forma de radiação eletromagnética, assim como o são as ondas de *radio* ou os *raios-X*.

⁷ simbolizado por M_{\odot} - $M_{\odot} = 2 \times 10^{33}$ gramas.

menor: são as anãs-vermelhas, muitas vezes encontradas como companheiras invisíveis de estrelas normais. Mas existem também algumas estrelas cujas massas podem chegar até a $60 M_{\odot}$. Essas estrelas são 10 milhões de vezes mais brilhantes que o Sol: se Alfa do Centauro fosse uma delas, brilharia no nosso céu tanto quanto a Lua cheia! As estrelas da sequência principal também nunca são muito grandes: os seus raios variam de 0,001 até 25 vezes o raio do Sol, no caso das estrelas mais brilhantes.

Todas as estrelas da sequência principal produzem a energia que irradiam através de reações nucleares muito semelhantes àquelas que ocorrem durante a explosão de uma bomba-H: *convertendo núcleos de hidrogênio em núcleos de hélio*. Cerca de 80% da massa destas estrelas está na forma de hidrogênio, de modo que fica claro que elas tem combustível para passar muito tempo na sequência principal. As de maior massa, porque são mais brilhantes, devem passar um tempo menor: como sua luminosidade é desproporcionalmente maior, elas devem “queimar” seu hidrogênio mais rapidamente que as estrelas com massa menor.

Quando o “combustível” hidrogênio começa a faltar no centro das estrelas da sequência principal, elas começam a sair da sequência principal. O seu destino então será o de se expandirem e se transformarem em estrelas gigantes vermelhas.

5.2.2 ACIMA DA SEQUÊNCIA PRINCIPAL

No diagrama H-R, acima da sequência principal, encontramos as *estrelas gigantes vermelhas*. Estas estrelas são esferas distendidas de gás – algumas vezes chegam a ser maiores que a órbita da Terra em torno do Sol - frias e luminosas. Embora a sua temperatura superficial seja baixa, as suas áreas superficiais são tão grandes que fazem com que elas tenham altíssimas luminosidades, de centenas a milhares de vezes superiores à do Sol.

As gigantes vermelhas são estrelas que já esgotaram boa parte de suas reservas de hidrogênio: como, então, podem emitir tanta energia para serem assim luminosas ? Estas estrelas deixaram a sequência principal e agora as *suas regiões centrais estão se contraindo*, na busca de fontes alternativas de energia nuclear. Nesta contração, uma parte da *energia potencial gravitacional* contida na estrela é liberada. É esta

energia que provê a sua luminosidade. Mas isto somente por curtos períodos, até que outros “combustíveis” nucleares possam entrar em “ignição”. Adiante iremos rever estas questões com maiores detalhes.

5.2.3 ABAIXO DA SEQUÊNCIA PRINCIPAL

Abaixo da sequência principal encontram-se as estrelas anãs-brancas. Estas estrelas tem aproximadamente o tamanho da Terra, embora sua massa seja da ordem da massa do Sol. São, portanto, estrelas muito densas. Como elas são pequenas, embora tenham altas temperaturas superficiais, não são muito luminosas.

As anãs-brancas são o último estágio da evolução de muitas estrelas. Nesta fase a sua luminosidade é unicamente devida à energia térmica ou seja, calor, ainda disponível: a estrela se esfria lentamente. Mais de 10% das estrelas na nossa vizinhança são anãs-brancas, mas elas são muito difíceis de serem vistas, dada a sua fraca luminosidade.

Nem todas as estrelas, no entanto, terminam suas carreiras como anãs-brancas. Algumas tornam-se estrelas de neutrons, e outras ainda transformam-se em buracos negros.

5.2.4 AS ESTRELAS VARIÁVEIS

A maioria das estrelas têm brilho praticamente constante no tempo. Ocorrem sempre pequenas variações, erráticas, em geral imperceptíveis a olho nu. Isto sem contar, é claro, com a lenta – lentíssima - variação de brilho devido ao fato que as estrelas evoluem, mudando lentamente de posição no diagrama HR. Mas isto só seria notável em escalas de tempo de 10.000 ou 100.000 anos ! Contudo, em certas fases da vida estelar a evolução pode muito mais rápida e então as variações de brilhos podem vir a ser mesmo espetaculares. Mais adiante voltaremos a isto.

Existe também uma minoria de estrelas cujo brilho varia periodicamente, aumentando e diminuindo em escalas de meses , dias ou mesmo em escala de horas. Estas estrelas são chamadas de *estrelas variáveis*. Na verdade, mais de 25% de todas as estrelas variáveis não tem de fato o seu brilho variável: são na realidade sistemas binários *eclipsantes*, nos quais a aparente variação do brilho se deve ao fato de uma das estrelas componentes

eclipsar a outra, ao passar pela sua frente.

As estrelas variáveis “de fato” são estrelas que periodicamente se expandem e se contraem, pulsando tanto em brilho como em tamanho. Por isso são também denominadas *estrelas pulsantes*. Uma importante classe de estrelas pulsantes são as estrelas conhecidas como *cefeidas*. São estrelas que se encontram acima da sequência principal, com brilhos de 100 a 10 000 vezes o do Sol. Têm cores ligeiramente mais avermelhadas que o Sol. Seus períodos de pulsação variam entre 3 a 50 dias, e em cada pulsação seus brilhos podem variar de até 5 vezes em relação ao seu brilho médio. As cefeidas são estrelas de massa maior que o Sol e que já evoluíram além do estágio de gigantes vermelhas. Elas oscilam porque assim podem liberar mais facilmente a radiação aprisionada no seu interior.

As cefeidas são também importantes porque podem ser usadas como indicadores de distância. Acontece que o período de pulsação de uma cefeida está relacionado com o seu brilho média: quanto maior este, maior será o período. Então, se medirmos o período de uma cefeida, coisa relativamente fácil de fazer, poderemos calcular a sua luminosidade. Comparando esta com o brilho aparente da estrela, podemos calcular a sua distância. É bom lembrar que a medida de distâncias, sobretudo as mais longínquas, é uma das tarefas mais difíceis na astronomia. Por causa disto, uma das missões mais importantes do telescópio espacial Hubble foi medir os períodos de estrelas cefeidas pertencentes às galáxias mais próximas de nós: assim, conseguiu-se medir a distância destas galáxias, coisa impossível até então.

5.3 O INTERIOR DAS ESTRELAS

5.3.1 AS ESFERAS DE GÁS QUENTE

As estrelas são enormes bolas de gás muito quente e de radiação eletromagnética, que irradiam energia no espaço interestelar. Esta energia, que é emitida na superfície da estrela, é produzida no seu interior mais profundo, sendo lentamente difundida por toda a estrela até escapar pela sua superfície. Todos nós sabemos que o calor, isto é, a energia

térmica, sempre flui das regiões quentes para as regiões frias. Isto implica que o centro da estrela deve ser muito mais quente que a sua superfície. Na verdade, a temperatura central das estrelas é estupidamente grande. No Sol, por exemplo, a temperatura central deve atingir os 15×10^6 K, quer dizer, algo como 2.500 vezes maior que a sua temperatura na superfície. Na sequência principal, a temperatura central das estrelas varia de maneira aproximadamente proporcional à massa da estrela: uma estrela de $60M_{\odot}$ da sequência principal dever ter então uma temperatura central da ordem de $60 \times T_{\text{central do Sol}} = 900 \times 10^6$ K, quase 1 bilhão de graus !!!

As estrelas são bolas de gás quente *auto-gravitantes* : essa palavra significa que a estrela é mantida coesa por causa da ação das forças gravitacionais geradas por ela própria, isto é, por sua própria massa. Imagine um pedacinho da estrela a uma certa distância do centro da estrela: a força de gravidade produzida pelo resto da massa da estrela *interior* à posição do nosso pedacinho é que produz o seu peso, que o puxa em direção ao centro da estrela. O peso do nosso pedacinho tem que ser contrabalançado por uma outra força, senão ele cairia em direção ao centro e, como ele, o restante da estrela, que assim iria colapsar. Esta força é exercida pela pressão do gás quente que constitui o interior da estrela⁸. Se, numa fantasia, fosse possível “desligar” a pressão do gás no interior do Sol, bastaria 1 hora para ele colapsar e se transformar num buraco negro.

O balanço entre a pressão do gás (na verdade a diferença, ou gradiente, de pressão) e a gravitação é fácil de ser entendido. Considere no interior da estrela uma camada esférica imaginária, feita do gás contido entre as suas duas superfícies, tal como na Figura 5.2.

Do lado da superfície interna da camada, a pressão do gás da estrela empurra a camada para fora, enquanto que na superfície externa, o gás da estrela *pressiona* a camada para dentro. Como a estrela está em equilíbrio, a camada não se move: será o próprio peso da camada que irá contrabalançar a diferença entre as pressões externa e interna, de modo que:

$$\text{Diferença de pressões} = \text{peso da camada}^9$$

⁸ Além do gás, o campo de radiação eletromagnética também exerce uma pressão que contribue significativamente para o equilíbrio da estrela.

⁹ Mais corretamente esta equação deveria ser escrita assim: $P_{\text{int}} * A_{\text{int}} - P_{\text{ext}} * A_{\text{ext}} = \text{peso da camada}$, sendo P_{ext} e P_{int} as pressões externa e interna respectiva e A_{ext} e A_{int} as áreas externa e interna, respectivamente, da camada.

Esta expressão é conhecida como *equação de equilíbrio hidrostático*. A estrela pode ser imaginada como constituída por um grande número de camadas esféricas concêntricas, de modo que, à medida que vamos prosseguindo em direção ao centro, a pressão do gás *crece* ao passarmos de uma camada para outra. No centro, a pressão atinge o seu valor máximo. Nas regiões centrais das estrelas a pressão do gás atinge valores fantasticamente grandes: no centro do Sol ela é de 10^{11} atm (100 bilhões de atmosferas), o que equivaleria, na Terra, a uma coluna pesando 100 milhões de toneladas, cuja base fosse uma moedinha de 1 centavo!

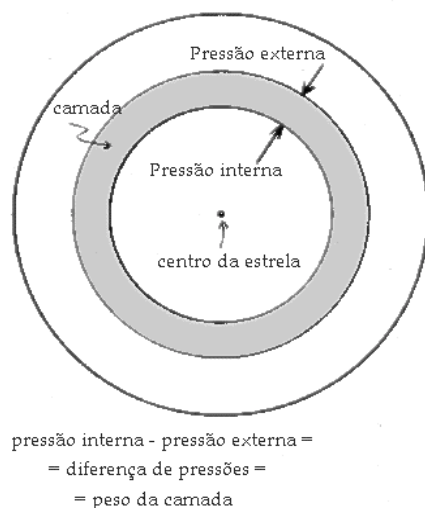


FIGURA 5.2

5.3.2 POR QUE AS TEMPERATURAS SÃO TÃO ALTAS ?

A densidade média de massa do Sol é cerca de $1,4 \text{ g/cm}^3$ (gramas por centímetro cúbico), isto é, 1,4 vezes a densidade da água. No entanto, a densidade no centro do Sol é mais de 100 vezes maior, aproximadamente 150 g/cm^3 . Não existe nada parecido no mundo das substâncias sólidas ou líquidas: nenhum sólido ou líquido pode existir a estas densidades, suportando as enormes pressões que prevaleceriam. Na verdade, a única forma de matéria possível no Sol (e nas estrelas em geral), é a forma gasosa, a temperaturas extremamente altas.

A pressão de um gás é proporcional ao produto da sua temperatura pela sua

densidade. Resulta, então, que para termos altas pressões necessitamos altas temperaturas. Esta é a razão das altas temperaturas no interior das estrelas: a necessidade de grandes pressões que equilibrem a força de gravidade produzida pela enorme quantidade de massa que as estrelas contém.

Um gás a temperaturas de milhões de graus não se parece em nada com aqueles que estamos familiarizados (p. ex., a atmosfera em que vivemos). Os átomos se movem a altíssimas velocidades, centenas de quilômetros por segundo¹⁰. Quando eles colidem uns com os outros – e isto acontece com frequência nestes meios tão densos – a interação é tão violenta que todos os elétrons são arrancados e os átomos tornam-se completamente ionizados. O gás então consiste, de fato, de núcleos atômicos e elétrons movendo-se independentemente. A radiação que é produzida neste gás quente e denso é constituída de raios X intensos, e não daquela radiação luminosa que escapa da superfície relativamente fria da estrela. No entanto, cada fóton de raios X do interior estelar viaja em média somente cerca de 0,0001 cm, antes de ser capturado ou desviado por algum núcleo ou elétron do gás.

Isto explica porque as estrelas, ao contrário dos planetas, são intrinsecamente luminosas. No seu interior elas são extremamente quentes devido às altas pressões necessárias para contrabalançar a gravidade. É a radiação produzida por este gás quente, lentamente escapando em direção à superfície, que é responsável pela luminosidade da estrela. As reações nucleares que ocorrem no seu interior compensam esta perda de energia, de modo que a estrela pode se manter luminosa por grandes períodos de tempo. Assim, em última análise, as estrelas são intrinsecamente luminosas por causa das enormes massas que contém (e não por causa da energia nuclear produzida no seu interior).

5.3.3 CONVECÇÃO E ONDAS SONORAS NAS ESTRELAS

A radiação que é produzida originalmente nas regiões centrais das estrelas está sendo constantemente desviada, ou então absorvida e reemitida, pelas partículas (núcleos +

¹⁰) A velocidade média das partículas de um gás varia aproximadamente com a raiz quadrada da sua temperatura (mais exatamente, com $\sqrt{T/m_p}$, onde m_p é a massa da partícula). Na nossa atmosfera, a temperaturas de 27°C = 300 K, as moléculas de oxigênio tem velocidades médias de aproximadamente 0,5 km/s

elétrons) do gás¹¹. Estes processos dificultam, ou mesmo bloqueiam, o fluxo da radiação em direção à superfície (como na Figura 5.3). Esta resistência ao fluxo da radiação é chamada de *opacidade*. Quando a opacidade é alta, como muitas vezes acontece, o gás bloqueia a radiação e então o transporte de calor das regiões de alta temperatura em direção a superfície tem que ser feito por *convecção*: o gás se põe em movimento formando correntes ascendentes quentes e correntes descendentes frias, carregando para cima a energia térmica do interior. No Sol, as partes mais externas tem opacidade muito alta, o que faz que a radiação proveniente do interior não consiga se difundir através delas. Em consequência as camadas mais externas do Sol, chamadas de *envoltória*, entram num estado de convecção parecido com o de uma chaleira em ebulição. É desta forma que a energia, que havia sido transportada pela radiação até a base destas camadas, é finalmente transmitida para a superfície.

As estrelas da sequência principal com massas menores que a massa do Sol possuem envoltórias convectivas profundas. Por outro lado, as estrelas da sequência principal com massas maiores que $2M_{\odot}$ não tem envoltórias convectivas: a opacidade não é tão grande assim, e a radiação pode se difundir até a superfície da estrela. Estas estrelas contudo possuem “caroços” convectivos, isto é, uma região em torno do seu centro, onde ocorrem correntes de convecção. Nessas estrelas a energia nuclear é produzida numa região central muito pequena, de modo que o fluxo de energia aí é muito grande e a radiação, sozinha, não consegue dar conta do seu transporte: por isso é que ali se estabelecem movimentos convectivos no gás.

A música das estrelas rivaliza com a das baleias. O seu interior é uma sinfonia de sons, reverberando fragores e trovões e sibilando agudos lamentos. Ninguém disse para a estrela qual o tamanho e forma que deveria ter, qual deveria ser a sua temperatura, quanto deveria brilhar, ou como ela poderia compensar a energia que escapa continuamente da sua superfície. São as ondas acústicas que, percorrendo a estrela em aproximadamente 1 hora, fazem com que as várias partes da estrela se comuniquem umas com as outras, permitindo que ela encontre, a todo momento, o estado de equilíbrio mais apropriado e natural. A estrela se reajusta vibrando em vários modos de

¹¹ O gás interior das estrelas é tão quente que seus átomos encontram-se *ionizados*, isto é, os seus elétrons encontram-se separados – livres – dos respectivos núcleos.

baixa frequência. Na outra ponta da escala sonora, umas 60 oitavas acima, o sibilar das partículas de alta velocidade, se encontrando e empurrando umas às outras, produzem ondas que atravessam apenas pequenas distâncias. Não bastasse essa imensa orquestração de sons, a estrela também funciona como um enorme alto-falante. Como a densidade de matéria decresce do centro para fora, as ondas sonoras, à medida que se propagam, aumentam de amplitude e, portanto, de intensidade. Desta forma, chega à superfície da estrela uma torrente de ondas sonoras amplificadas que, passando através dela, acaba se dissipando nas camadas atmosféricas da estrela. No caso do Sol, que tem a sua envoltória convectiva como fonte de ondas sonoras, o contínuo bombeamento de energia através de ondas acústicas ajuda a manter a *coroa* a temperaturas da ordem um milhão de graus Kelvin. A *coroa solar*, normalmente vista durante os eclipses, é a camada mais alta da atmosfera da Sol: ela é tão rarefeita que é incapaz de se livrar de toda a energia que recebe na forma de radiação. Então, sua única saída é expandir-se e expulsar o excesso de energia. Desta maneira a alta atmosfera do Sol parece com um gigantesco motor a jato: o seu combustível é o gás das camadas inferiores que, aquecido pelas ondas acústicas, é expulso em alta velocidade. Este fluxo de matéria em expansão para fora do Sol é o chamado *vento solar*, capaz de retirar do Sol algo como 100 toneladas de massa por segundo. Este fenômeno não é exclusivo do Sol: outras estrelas também têm seus *ventos estelares*, algumas vezes muito mais intensos que os do Sol – tão mais intensos que podemos dizer que algumas estrelas estão literalmente desaparecendo, evaporando-se em escalas de tempo de não mais que alguns milhões de anos.

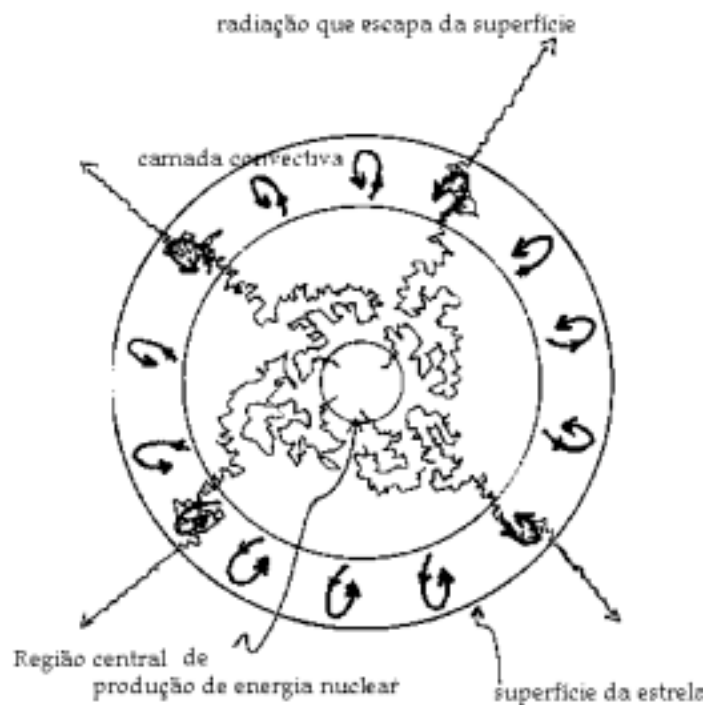


FIGURA 5.3 - ESTA FIGURA ILUSTRA COMO OS FÓTONS DE RADIAÇÃO SE DIFUNDEM ATRAVÉS DE UMA ESTRELA COMO O SOL. NO CASO DO SOL, O TEMPO QUE A RADIAÇÃO LEVA PARA SE DIFUNDIR DESDE O CENTRO ATÉ A BASE DA ENVOLTÓRIA CONVECTIVA É DA ORDEM DE 10 MILHÕES DE ANOS. QUER DIZER, SE POR ACASO A PRODUÇÃO DE ENERGIA NUCLEAR NO SOL CESSASSE ABRUPTAMENTE, NÓS SÓ PERCEBERÍAMOS QUE ALGO DE IMPORTANTE ACONTECEU, 10 MILHÕES DE ANOS DEPOIS !

5.4 A GERAÇÃO DE ENERGIA NUCLEAR NAS ESTRELAS

As estrelas são imensos reatores atômicos que geram energia nuclear. A luz do Sol que nos alimenta é produzida no interior profundo do Sol. Para entender isto vamos precisar nos deter um pouco e examinar como a energia nuclear é gerada nas estrelas.

5.4.1 OS NÚCLEOS ATÔMICOS

Os átomos se combinam entre si para formar as moléculas. As moléculas se mantêm coesas, graças às *forças elétricas* que resultam dos átomos que as compõem, ao compartilharem ou trocarem os seus elétrons mais externos. Estas forças elétricas moleculares não são muito fortes, quando comparadas com as forças nucleares. Assim, se fizermos um rearranjo dos átomos numa molécula, ou se a quebrarmos, o resultado será uma liberação relativamente pequena de energia *química*. A energia química é a forma de energia mais utilizada pela humanidade, por exemplo queimando petróleo ou carvão.

Todos os átomos têm um pequeno núcleo, que é carregado positivamente, rodeado por uma nuvem comparativamente grande de elétrons. O núcleo propriamente é constituído por partículas conhecidas por *núcleons*, que tanto podem ser prótons, que são carregados positivamente, ou neutrons, que não têm carga elétrica. Estes núcleons são mantidos coesos no núcleo, graças a uma outra força, que só ocorre entre núcleons, denominada força ou *interação forte* que é, comparativamente, muito mais forte do que as forças elétricas. Além disso, quando promovemos um rearranjo ou a quebra de um núcleo, podemos, dependendo do núcleo, ter uma liberação ou uma absorção de energia *nuclear*, que é, em geral, milhões de vezes maior que a energia química ordinária.

Imaginemos que dispomos de um reservatório de núcleons livres – prótons e neutrons - os quais possamos combinar e juntar de diferentes maneiras, de modo a produzir os elementos químicos da tabela periódica ¹². Sempre que um núcleo atômico, qualquer que seja, for construído a partir dos seus núcleons individuais, ocorre uma *liberação* de energia. Isto ocorre porque os núcleons sempre se atraem entre si, através da força forte. A energia que é liberada na formação do núcleo a partir dos seus componentes individuais é chamada de *energia de ligação* do núcleo.

Todas as coisas são coesas por algum tipo de energia de ligação de algum tipo. Por exemplo, uma pedra está presa à Terra através da força de gravidade: a sua energia de ligação (à Terra) é a quantidade de energia que seria liberada se a mesma pedra caísse na

¹² Aliás, este era o sonho dos alquimistas da Idade Média.

Terra, vinda do espaço. Neste caso, a força de atração é a força gravitacional. No caso das moléculas, a força atrativa é a força elétrica. Por outro lado, se quisermos “desmontar” um objeto nos seus componentes individuais, iremos precisar *gastar* energia, numa quantidade exatamente igual à sua energia de ligação.

Será mais conveniente agora pensarmos na *energia de ligação por núcleon*, que é calculada simplesmente dividindo a energia de ligação total do núcleo pelo número de núcleons que ele dispõe. A Figura 5.4 mostra como varia a energia de ligação por núcleon dos elementos químicos, em função do seu *número de massa*, que é igual ao seu número total de núcleons (simbolizado por A). Como se pode ver, ela primeiro aumenta até atingir o valor máximo, quando $A = 56$, o que corresponde ao núcleo do Ferro, e depois diminui para os núcleos mais pesados, de número de massa maior.

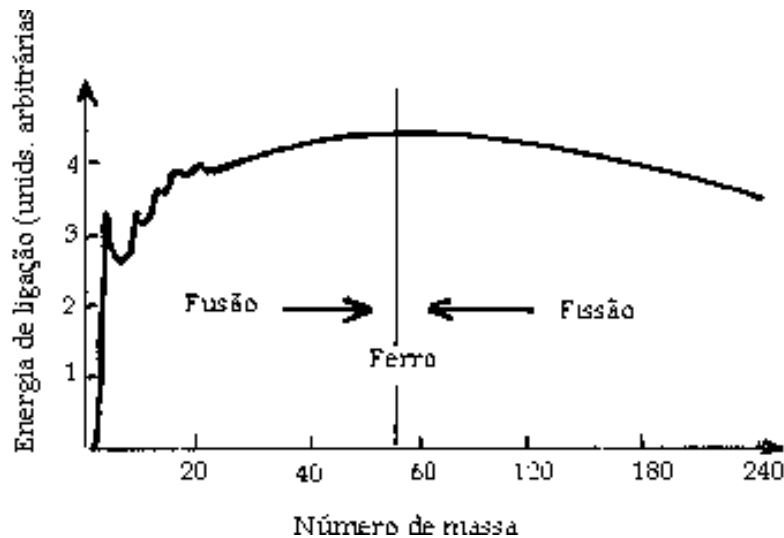


FIGURA 5.4 - A CURVA DA ENERGIA DE LIGAÇÃO DOS DIFERENTES NÚCLEOS ATÔMICOS. A ENERGIA DE LIGAÇÃO MÁXIMA, POR NÚCLEON, OCORRE PARA NÚCLEOS NA REGIÃO DO NÚCLEO DO FERRO ($A = 56$).

Assim, se dispusermos de 224 núcleons livres, então teremos mais energia liberada construindo 4 núcleons de Ferro do que construindo um único núcleo do elemento químico Rádio, de número de massa $A=224$.

5.4.2 FUSÃO OU FISSÃO ?

Na verdade, é praticamente impossível dispor de núcleons livres como nas experiências imaginárias que fizemos na seção anterior. Os prótons são fáceis de encontrar, pois eles são os núcleos dos átomos de Hidrogênio, o elemento mais abundante do Universo. Mas os neutrons são muitíssimo raros: quando ficam livres eles *decaem*, isto é, transformam-se em outras partículas, muito rapidamente. Assim, se realmente quisermos brincar de alquimistas precisaremos utilizar os núcleos já existentes e a partir deles construir os outros. Podemos juntá-los, e então teremos um processo de *fusão nuclear*, ou quebrá-los em núcleos menores, no processo de *fissão nuclear*. No entanto, embora o objetivo dos alquimistas fosse a transmutação dos elementos, o objetivo da estrela é obter energia nuclear suficiente para compensar as suas perdas. Isto só pode ser realizado quando o núcleo final tem energia de ligação maior que os núcleos iniciais. Olhando para a Figura 5.4, vemos que para aumentar a energia de ligação é necessário sempre caminhar em direção ao pico do Ferro. Assim, se estivermos à esquerda, isto é, se dispusermos unicamente de núcleos de elementos mais leves que o Ferro, obteremos energia pela fusão de núcleos leves em núcleos mais pesados: é assim que as estrelas obtêm sua energia nuclear. Por outro lado, se estivermos à direita, teremos energia pela fissão de núcleos pesados em núcleos mais leves: esta é a maneira pela qual a Humanidade obtém energia nos reatores nucleares.

As estrelas da sequência principal obtêm sua energia pela fusão de 4 núcleos de Hidrogênio, isto é, 4 prótons, formando 1 núcleo de Hélio. Todavia, a massa de 1 núcleo de Hélio é cerca de 1% menor que a soma das massas de 4 prótons! Isto acontece porque a energia e a massa são equivalentes, de modo que a energia liberada no processo de fusão equivale a uma perda de massa, a qual é igual a uma pequena fração da massa original dos 4 prótons. Na verdade, qualquer forma de energia equivale a uma massa: por exemplo, uma chaleira de água quando aquecida até o ponto de ebulição pesa um bilionésimo de grama a mais do que quando a água está fria, porque o calor é uma forma

de energia e portanto tem massa¹³. Segundo a famosa fórmula de Einstein, a equivalência da energia com a massa se expressa assim:

$$Energia = Massa \times c^2$$

onde c simboliza a velocidade da luz. Assim, poderíamos, em princípio, transformar 1 tonelada de matéria em energia: isto supriria a humanidade de energia por pelo menos 1 ano... O Sol produz energia consumindo sua massa a uma taxa de 4 milhões de toneladas por segundo.

As estrelas da sequência principal produzem sua energia pela queima do Hidrogênio e a sua lenta transmutação em Hélio. A energia é produzida na região central da estrela, onde a temperatura e a densidade são mais altas, e então lentamente é transportada para a sua superfície. Isto no leva à seguinte questão: Por que a energia é liberada tão lentamente ? Por que as estrelas não explodem, liberando instantaneamente uma imensa quantidade de energia nuclear ?

5.4.3 O EFEITO TÚNEL

Há dois fatores que impedem que as reações de fusão dos prótons sejam mais rápidas. Uma delas é a chamada *barreira coulombiana*, que acontece porque os prótons têm carga de mesmo sinal e, portanto, se repelem. A repulsão elétrica age como uma barreira, que é por isso adjetivada como “coulombiana”¹⁴. Quando dois prótons entram em colisão direta, a distância mínima que atingem antes de se repelirem depende da velocidade que tinham: quanto mais rápidos mais próximo irão estar antes de começarem a se afastar devido à repulsão elétrica. Para atingir a distância mínima necessária para iniciar a reação de fusão, os prótons necessitariam ter velocidades da ordem de 10.000 km/s. No entanto, a velocidade média dos prótons no centro do Sol é de apenas 500km/s e, na verdade, em todo o Sol não devemos encontrar nenhum próton com velocidade tão alta! Como, então, é possível que os lentos prótons solares ultrapassem a barreira coulombiana ? Isto acontece graças a um fenômeno denominado

¹³ Se você decidir fazer esta medida, não esqueça de fechar hermeticamente a sua chaleira: qualquer molécula de vapor d'água que escapar irá falsear o resultado !

¹⁴ O nome vem da lei de Coulomb, que dá a força de atração ou repulsão que ocorre entre as cargas elétricas.

efeito túnel, pelo qual existe efetivamente a possibilidade de que um próton atravessasse “incólume” uma barreira coulombiana, não importando qual velocidade tenha. A probabilidade que isto ocorra – cujo valor depende da velocidade do próton - pode ser calculada a partir das regras da *Mecânica Quântica*, a única teoria física capaz de descrever corretamente o mundo das partículas atômicas e subatômicas. No centro do Sol, levando em conta que a velocidade média dos prótons é de 500km/s e que existem prótons com velocidades maiores e menores que a média, a probabilidade de penetração da barreira coulombiana é de aproximadamente 10^{-9} , quer dizer, uma chance de penetração, por efeito túnel, em 1 trilhão (10^9) de colisões diretas entre dois prótons. Considerando que no centro do Sol devem ocorrer aproximadamente 10^9 colisões diretas por segundo, então vê-se que, em média, a cada segundo 1 próton é capaz de penetrar a barreira coulombiana e encontrar-se face a face com outro próton. Mas isso não é tudo.

5.4.4 INTERAÇÕES FRACAS

Existe um segundo obstáculo para a ocorrência da fusão do Hélio: é o fato de que neutrons livres são raríssimos na natureza. Aonde obtê-los ? Na verdade podemos obtê-los fazendo uso da 4ª força da natureza, a chamada *interação fraca*. Através dela pode-se obter a transmutação de um próton num neutron, o que sempre acontece com a emissão de um *pósitron* (que é um elétron de carga positiva e é a antipartícula do elétron normal, negativo) e de uma outra partícula chamada *neutrino*, que tem massa nula e viaja à velocidade da luz ¹⁵ Este processo de transmutação de prótons chama-se *decaimento beta*. O problema é que o decaimento beta é um processo muitíssimo lento. É tão lento que, em média, apenas 1 vez a cada 10 bilhões de anos iremos ver dois prótons se encontrando cara a cara e reagindo violentamente e liberando energia a medida que um deles se transforma num neutron e ambos se transformam num núcleo de *deutério*, o Hidrogênio pesado. Mas, uma vez formado o deutério, todo o resto se passa rapidamente. Logo o deutério se combina com outro próton, formando o núcleo de Hélio-3 (2 prótons e 1 neutron) e liberando ainda mais energia. Os núcleos de Hélio-3

¹⁵ Acredita-se que a massa do neutrino seja nula, mas seu valor real ainda não é bem conhecido.

então combinam-se rapidamente entre si para formar um núcleo de Hélio-4, o núcleo dos átomos de Hélio normalmente encontrados.

Esta sucessão de reações, nas quais 4 prótons se combinam para formar um núcleo de Hélio-4, é conhecida como *queima do hidrogênio* ou *ciclo p-p*. e pode ser esquematizada como abaixo:

próton + próton \Rightarrow D + e^+ + neutrino



Onde D (ou H^2) representa o núcleo de Deutério; He^3 , o de Hélio-3; He^4 , o de Hélio-4 e e^+ , o *pósitron*¹⁶

5.5 O NASCIMENTO DAS ESTRELAS

5.5.1 AS NUVENS INTERESTELARES: BERÇÁRIO DAS ESTRELAS

A maioria das estrelas da nossa Galáxia foram formadas há muito tempo. Apesar disso muitas estrelas são ainda jovens e novas estrelas também estão se formando, como podemos observar na nebulosa de Orion, por exemplo. As novas estrelas nascem nas grandes nuvens de gás e poeira - nuvens escuras - que se espalham pelo meio interestelar. Estas nuvens são formadas por mais de 80% de Hidrogênio (na forma molecular, H_2), uns 18% de Hélio e umas “pitadinhas” - 1% a 2% - de elementos mais pesados.

Estas nuvens, também chamadas *nuvens moleculares*, são imensas: várias centenas de parsecs, chegando a mil anos-luz. Elas contém grande quantidade de massa, de centenas a milhares de vezes a massa do Sol. Algo como 10% de toda a massa da nossa Galáxia está na forma de nuvens moleculares: uma massa equivalente a 10 bilhões de sóis. Se todas elas fossem convertidas em estrelas, a nossa Galáxia seria provavelmente uma das

¹⁶ uma partícula “inimiga” do nosso familiar elétron, o e^- : quando os dois se encontram eles se auto-aniquilam, produzindo radiação eletromagnética - radiação γ

mais brilhantes (e nós, na Terra, morreríamos torrados com a imensa radiação proveniente das estrelas...

Felizmente, em condições normais, as nuvens moleculares não são muito produtivas. A maioria delas passa milhares de anos sem atividade alguma. Na Galáxia inteira nascem menos de uma dezena de estrelas por ano!

A maioria das estrelas jovens da Galáxia encontram-se próximas de seus locais de nascimento e ainda estão envolvidas pelos restos das nuvens que lhes deram origem. Muitas vezes vemos centenas de jovens estrelas reunidas em aglomerações, chamadas de *associações O,B*¹⁷. Um exemplo são as Plêiades, mostrada na Figura 5.5 abaixo (As Plêiades são também conhecidas entre nós como os 7 “estrelas” ou cyiuce, em língua tupi). Em casos como este, fica claro que as estrelas nasceram mais ou menos ao mesmo tempo, de uma mesma nuvem interestelar.



FIGURA 5.5 - AS ESTRELAS DAS PLÊIADES NASCERAM APROXIMADAMENTE HÁ 60 MILHÕES DE ANOS ATRÁS E AINDA ESTÃO “VESTIDAS” COM OS RESTOS DE SUA NUVEM-MÃE.

¹⁷ As estrelas jovens de massas muito maiores que o Sol são sempre quentes; estão situadas na parte superior do ramo da sequência principal do diagrama HR. Os astrônomos classificam as estrelas mais quentes como *tipo O*, em seguida vem as do *tipo B*. Na sequência de temperaturas temos os tipos *A, F, G, K e M*. O Sol, pela sua temperatura, é uma estrela tipo *G*. Confira isto na figura do diagrama HR apresentada antes.

5.5.2 POR QUE NASCEM AS ESTRELAS ?

As grandes nuvens moleculares geram estrelas no seu interior por causa de um fenômeno conhecido como *instabilidade gravitacional*. Num certo sentido, a instabilidade gravitacional pode ser entendida como o inverso do equilíbrio hidrostático que prevalece nas estrelas. Naquele caso, como vimos, o peso de uma camada é equilibrado pela diferença das pressões nos dois lados da camada. Se, por alguma razão, o peso da camada superar a diferença de pressões, teremos o início de um movimento de contração que pode se transformar num colapso, isto é, todas as camadas se precipitam em direção a um centro ao mesmo tempo. Forma-se um coágulo de gás mais denso e quente no interior da nuvem: é a *proto-estrela*. À medida que a contração se desenvolve, a temperatura interna do coágulo aumenta até que, em algum momento, as condições de densidade e temperatura tornam-se favoráveis ao início da fusão do Hélio e a consequente produção de energia nuclear. Assim nascem as estrelas. As grandes nuvens interestelares são muito frias, algo como 10 °K a 100 °K, isto é, menos que -200 °C ! Por outro lado elas são também muito pouco densas: menos que 10^{-22} gramas/cm³, correspondente a algumas dezenas de átomos por cm³. Sendo assim tão pouco densas, elas facilmente encontram o equilíbrio hidrostático, apesar das baixíssimas pressões internas. Na verdade, não é raro encontrarmos nuvens moleculares em expansão: quer dizer, suas pressões internas são maiores que as forças de gravitação¹⁸ !

Como podemos ver, a situação das nuvens moleculares não é em nada propícia à geração de estrelas no seu interior. Isto talvez explique a sua baixa produtividade. Como, então, nascem as estrelas ? Ocorre que as nuvens sofrem também a ação de outros fatores, externos e internos a elas, capazes de comprimi-las localmente, aumentando a densidade local e assim provocando instabilidades gravitacionais locais. O principal fator externo são os braços espirais da Galáxia, que é o fator mais importante, pois é ele que dá início ao processo; o principal fator interno são as explosões das estrelas mais jovens e maior massa (estas estrelas em explosão são as chamadas estrelas *Supernovas*), formadas no interior da própria nuvem e que fazem com

que o processo de formação estelar se propague por toda a nuvem, como um incêndio numa floresta seca.

5.5.3 A VIDA DAS PROTO-ESTRELAS

Assim, por causa da instabilidade gravitacional induzida por causas externas ou internas, a nuvem entra num processo de coagulação generalizado - é a *fragmentação* da nuvem. Como a nuvem normalmente tem movimentos internos - uma *turbulência* interna- os coágulos, além da contração, apresentam também um movimento de rotação. No início, os coágulos são mais ou menos esféricos. Mas, à medida que se contraem, passam a girar cada vez mais rapidamente e, então, lentamente começam a se achatar, tornando-se oblatos. A região central, que tem que suportar o peso de todo o resto do coágulo, acaba se contraindo mais rapidamente, tornando-se mais densa e quente: é o *caroço* do coágulo.

Nas regiões externas ao caroço, que vão se tornando progressivamente mais achatadas por causa da rotação, o gás mantém-se moderadamente frio. Nesta região parte dos elementos mais pesados que o Hidrogênio e o Hélio começam a se combinar, formando microscópicos grãos de poeira. Estes, à medida que colidem uns com os outros, acabam se aglutinando em pequenas pedrinhas de rocha meteorítica e gelo que mais tarde darão origem a meteoróides e planetézimos e, mais adiante, formarão os planetas. Tal deve ter sido o processo de formação do nosso Sistema Solar e assim deve ocorrer na maioria das estrelas.

Enquanto isso, o caroço do nosso coágulo continua seu processo de contração, tornando-se denso e quente e se aproximando do estágio final. É a estrela primitiva, ainda envolta por uma grande quantidade de gás e poeira. Neste momento ela descobre que queimando o Hidrogênio em Hélio terá acesso a um imenso reservatório de energia. A estrela entra então num estado convulsivo, à procura da melhor estrutura interna de equilíbrio capaz de ajustar a sua taxa de produção de energia à energia que expulsa pela

¹⁸ Para se ter uma idéia do quão rarefeitas são estas nuvens, a densidade de partículas na atmosfera terrestre, a uma altura de 50km, é algo em torno de 10^{16} átomos por cm^3 , 100 trilhões de vezes superior! Como elas são tão rarefeitas, sua opacidade é praticamente nula (mas, então, por que são escuras ?)

sua superfície na forma de radiação: ela torna-se uma estrela variável irregular do *tipo T-Tauri*¹⁹. Neste estado convulsivo, com profundas zonas de convecção desde a superfície, a estrela primitiva passa a produzir um intenso vento estelar que, ao final, acaba por varrer de volta para o meio interestelar todo o material que a envolvia (e possivelmente boa parte da atmosfera dos planetas mais próximos dela...).

Quando, finalmente, encontra a sua melhor estrutura interna a estrela entra num estado quiescente de queima do Hidrogênio em Hélio, o qual pode durar bilhões de anos: agora ela é uma estrela da sequência principal.

5.6 VIDA E MORTE DAS ESTRELAS

5.6.1 A ESTRELA ESGOTA O SEU RESERVATÓRIO DE HIDROGÊNIO

O que irá acontecer com uma estrela da sequência principal após esgotarem todo o seu Hidrogênio central, dependerá da massa que ela que ela tiver. De maneira geral, as estrelas evoluem tanto mais rapidamente quanto maior for a sua massa. As estrelas de massa menor que o Sol, levam muito tempo para fazer isto, mais do que os 10 bilhões de anos, que é a idade da Galáxia. Sobre estas estrelas, só podemos tentar prever o seu futuro, já que todas elas, mesmo as que nasceram nos primórdios da vida da Galáxia, ainda se mantêm na sequência principal. As estrelas de massa maior que o Sol, no entanto, evoluem mais rapidamente.

Depois que a estrela consome todo o seu suprimento de Hidrogênio central, ela deixa a sequência principal e começa a se mover, no diagrama HR, em direção à região das estrelas *gigantes vermelhas*. A região central agora é constituída quase que inteiramente de Hélio e não produz mais energia alguma. No entanto a estrela continua irradiando energia pela sua superfície. A maior parte desta energia está acumulada na região central, o *caroço* da estrela. Ele perde energia, esfria-se e começa a se contrair,

¹⁹ A estrela T Tauri, da constelação do Touro, é uma estrela de variabilidade irregular que está envolta numa densa nuvem de gás e poeira. Acredita-se que seja uma estrela jovem, que está ingressando da sequência principal. Estrelas em estágio semelhantes são, por extensão, nomeadas como sendo *do tipo T-Tauri*

aumentando a sua temperatura e densidade e liberando energia gravitacional²⁰, parte da qual irá se converter em calor no resto da estrela. Duas coisas então vão acontecer.

Primeiro, o Hidrogênio que está logo acima do caroço central de Hélio vai começar a queimar. Forma-se uma camada de queima de Hidrogênio e esta queima irá progressivamente aumentar o tamanho e a massa do caroço de Hélio. Segundo, a outra parte da energia gravitacional liberada, além da energia nuclear produzida na camada de queima do Hidrogênio, irá aquecer as partes externas da estrela - a sua *envoltória* - a qual começará a se expandir. A estrela aumenta o seu brilho e se torna, de fato, uma gigante vermelha.

5.6.2 A VELHICE

A partir do momento que a estrela deixa a sequência principal, é sinal que ela está entrando na sua “3ª idade” . Ela tem, comparativamente, pouco tempo de vida. Ela percebe, tardiamente, que a vida na sequência principal era por demais calma e sedentária e decide que terá, ao menos, um final glorioso . Infelizmente, não lhe resta muito combustível nuclear. Agora tudo que pode fazer é tentar queimar o Hélio que ainda lhe sobrou, e proceder a fusão paulatina de todos os elementos, passo a passo, até o Níquel e o Ferro. A cada passo, maiores densidades e temperaturas centrais são requeridas e o restante do combustível nuclear é queimado de forma cada vez mais rápida.

5.6.3 GIGANTES VERMELHAS E ANÃS BRANCAS

Vamos começar considerando as estrelas de massa menor que 2 massas solares. Elas terminam sua vida como anãs brancas. Durante sua fase gigante vermelha, estas estrelas continuam a contrair o seu caroço central até que a sua temperatura e densidade sejam suficientemente altas para iniciar a queima do Hélio em Carbono. Enquanto isto não

²⁰ Como liberar energia gravitacional ? Um experimento simples: amarre uma corda num peso e deixe-o pendurado entre os dedos da sua mão. Agora afrouxe as mãos, deixando o peso cair de forma que a corda deslize entre os seus dedos. Eles vão esquentar: este calor produzido é resultado da conversão da energia gravitacional liberada ao cair o peso (cuidado para não se queimar !!!).

acontece, a gigante vermelha continua a aumentar o seu brilho. No diagrama HR ela segue uma trajetória praticamente vertical. A ignição do Hélio ocorre quando a temperatura central chega aos 100 milhões de graus (10^8 °K). Ela acontece de repente: é o chamado *flash do Hélio*. O caroço central se expande subitamente e a luminosidade da estrela diminui até se estabilizar várias ordem de grandeza abaixo, enquanto o Hélio passa a ser queimado de maneira quiescente.

Nesta fase, ou mesmo antes do flash do Hélio, as estrelas produzem ventos intensos e perdem boa parte de suas envoltórias, deixando expostos seus caroços brilhantes. Quando o Hélio central é esgotado acaba a produção de energia nuclear e o caroço se contrai até se tornar uma anã branca. Neste ponto a estrela é constituída por uma envoltória de material ejetado, chamada *nebulosa planetária* e, mais ou menos no centro da nebulosa, uma estrela anã branca, de tamanho comparável ao da Terra, esfriando lentamente (cf. Figura 5.6).



FIGURA 5.6 - NEBULOSA PLANETÁRIA. ESTA É A NEBULOSA DA HÉLICE, A MAIS PRÓXIMA DE TODAS AS NEBULOSAS PLANETARIAS (450 ANOS-LUZ). A PEQUENA ESTRELA CENTRAL É O CAROÇO BRILHANTE DA ESTRELA CUJA ENVOLTÓRIA, HOJE, CONSTITUE A NEBULOSA.

Dentro de uns 5 bilhões de anos, o nosso Sol também irá se tornar uma anã branca. Apenas uma luz pálida irá brilhar no nosso gelado planeta, por vários bilhões de anos.

5.6.4 AS SUPERNOVAS

Vamos, agora, considerar o caso das estrelas de maiores massas, situadas na parte superior da sequência principal. Elas rapidamente liquidam com o seu reservatório central de Hidrogênio e deixam a sequência principal em poucas dezenas de milhões de anos. Então, elas se tornam gigantes vermelhas monstruosamente grandes (chamadas de *Super-Gigantes* vermelhas), com o caroço de Hélio rodeado por uma camada onde queima o Hidrogênio. À medida que o caroço se contrai, o Hélio começa a queimar, transformando-se em Carbono e Oxigênio. Logo a estrela passa a ter um caroço inerte de Carbono e Oxigênio, rodeado por uma camada de queima de Hélio, que por sua vez é rodeada por uma camada de queima de Hidrogênio. Passando o estágio de gigante vermelha, a estrela torna-se ainda mais luminosa, sofrendo agora de episódios de pulsação e de ejeção de gás a altas velocidades. Neste estágio, estas estrelas são por vezes denominadas *estrelas Wolf-Rayet*.

O caroço inerte de Carbono e Oxigênio passa então a se contrair na busca de novas fontes de energia nuclear. Quando a temperatura central atinge a casa dos 3 bilhões de graus e a densidade se aproxima dos milhões de gramas/cm³, o Carbono e o Oxigênio passam a queimar progressivamente em Neônio, Magnésio, Silício, Fósforo, Enxofre, e assim por diante, até o Níquel e o Ferro. No entanto, a energia nuclear liberada por esta multitude de reações é comparativamente pequena e é logo irradiada pela superfície da estrela.

Durante este estágio da estrela ocorrem outras perdas de energia, além daquela na forma de radiação eletromagnética. Hordas de neutrinos, produzidos nas próprias reações nucleares, e também pelo gás que se encontra a altíssimas temperaturas, propagam-se pela estrela livremente, sem nenhuma interação com a matéria. A luminosidade em neutrinos produzidos no interior do caroço aumenta tanto que chega a exceder a luminosidade da estrela na forma de radiação. Chegado este ponto, a única reserva de energia que sobra para a estrela é sua energia gravitacional. Para compensar as perdas cada vez maiores de energia, o caroço tem que contrair cada vez mais rápido. A densidade e temperaturas centrais vão aos píncaros e aí acontece o pior: o caroço começa a perder mais energia porque passa a produzir os elementos mais pesados que o

Ferro (reveja a Figura 5.4 para entender porque).

A estrela está, agora, a uns poucos segundos de sua morte. As densidades são tão altas que os neutrinos já não conseguem escapar facilmente. Eles transportam energia do caroço para a envoltória que se aquece cada vez mais, até ao ponto em que reações nucleares começam a ocorrer no próprio manto estelar. O caroço em contração livre colapsa inteiramente, provocando a fissão de todos os elementos pesados, que se desintegram de volta em núcleos de Hélio. O vento de neutrinos se intensifica e se torna uma onda de choque que varre o manto estelar, explodindo no espaço. Nos últimos momentos do caroço em implosão, os próprios núcleos de Hélio são desintegrados em prótons e neutrons: agora, toda a energia que a estrela irradiou durante os bilhões de anos que esteve na sequência principal deve ser imediatamente devolvida. O caroço encontra esta energia através de um colapso ainda mais catastrófico. Os elétrons são espremidos contra os prótons e, juntos, transmutam-se em neutrons²¹. O caroço colapsado, desvestido do seu manto explodido, emerge agora como uma *estrela de neutrons* girando rapidamente. Esta explosão titânica, causada pela energia liberada na implosão do caroço e pela explosão do manto, resulta numa *Supernova*: por um curto período de tempo ela torna-se tão brilhante quanto todas as estrelas da Galáxia brilhando juntas. Se uma Supernova ocorresse a uma distância equivalente a Alfa Centauro, ela brilharia nos céus da Terra tanto quanto o Sol.

²¹ Esta reação é chamada *decaimento beta-inverso*, porque é o inverso do decaimento beta discutido anteriormente



FIGURA 5.7 - A NEBULOSA DO CARANGUEJO NA CONSTELAÇÃO DO TOURO É UMA DAS FONTES MAIS INTENSAS EM ONDAS DE RADIO E TAMBÉM EM RAIOS-X E ULTRA-VIOLETA. A SUA LUMINOSIDADE TOTAL É 100.000 VEZES MAIOR QUE A LUMINOSIDADE DO SOL. ESTE IMENSA ENERGIA DA NEBULOSA VEM DO PULSAR QUE SE ENCONTRA NO SEU CENTRO. ESTA NEBULOSA É O RESTO DE UMA SUPERNOVA QUE EXPLODIU NO ANO DE 1054DC E QUE FOI REGISTRADA (A OLHO NU E DURANTE O DIA !!!) PELOS CHINESE E TAMBÉM PELOS ÍNDIOS NORTE-AMERICANOS.

5.6.5 ESTRELAS DE NEUTRONS E BURACOS NEGROS

Uma estrela de neutrons tem um raio pouco maior que 10km e densidade perto dos 1000 trilhões de gramas/cm³. Uma gotinha de matéria neutrônica pesaria na Terra milhões de toneladas. Uma estrela de neutrons possui campos magnéticos de 10¹² gauss - um trilhão de vezes mais intenso que o campo magnético da Terra - e começa sua vida girando rapidamente, a centenas de voltas por segundo. Ela é um *pulsar*.

Das cinzas da estrela morta uma nova estrela nasce, uma estrela que envia através do espaço uma mensagem pulsada que chega aos confins da Galáxia. Por milhões de anos, pulsando cada vez mais lentamente, o pulsar irradia a sua energia rotacional.

As estrelas de neutrons nunca têm massas maiores que 3 massas solares. Isto acontece porque a matéria neutrônica não é capaz de suportar forças gravitacionais produzidas por massas maiores que este valor. Por isso a implosão dos caroços centrais das estrelas de grande massa nem sempre resultam em estrelas de neutrons. Se sua massa for maior que este valor crítico, a implosão continua até produzir um *buraco negro*. Não iremos discutir estes objetos tão intrigantes, apenas comentar que eles possuem campos gravitacionais extremamente intensos. O espaço-tempo no seu entorno é completamente encurvado e, embora a matéria possa ser atraída por ele, dele nunca poderá escapar.

5.7 BIBLIOGRAFIA

Harrison, E.R. **Cosmology - The Science of the Universe**, Cambridge, 1981, (com o meus agradecimentos: este texto inspirou boa parte destas notas).

Hartmann, W.K. **Astronomy: The Cosmic Journey**, Wadsworth Publishing, 1989.

Maciel, W. J. (editor) **Astronomia e Astrofísica** (texto de curso de extensão universitária do Depto. de Astronomia do Inst. Astronômico e Geofísico - USP), 1991.