

## ESTRELAS

Augusto Damineli Neto

### INTRODUÇÃO

Durante milênios, os astrônomos se ocuparam dos movimentos planetários. Com base neles criaram admiráveis arquiteturas cósmicas, cujas leis foram sintetizadas na teoria de Newton, a primeira teoria física. A fixidez das estrelas, e o brilho fraco da maioria delas, entretanto, não despertava a mesma paixão. Suas imensas distâncias não permitiam que seus segredos fossem revelados a olho nu ou através das minúsculas lunetas. Ancorado no modelo copernicano e no aparecimento de uma nova estrela (a supernova de 1601 observada por Kepler), Galileu argumentou que elas não estavam confinadas à esfera do sétimo céu e que eram feitas de matéria comum. Só há um século e meio, entretanto, seus enigmas começaram a ser revelados de fato. O desenvolvimento da tecnologia de telescópios permitiu a medida da paralaxe de 61 Cygni, por F. Bessel, e de Vega, por W. Struve, em 1838. A partir da distância e do brilho aparente dessas estrelas se pôde mostrar que elas tinham uma potência luminosa da ordem de grandeza da do Sol e, portanto, eram astros do mesmo tipo. Com o desenvolvimento da espectroscopia, pôde-se mostrar que o Sol era feito de gás, uma estrela amarela do tipo G (ver adiante), como inúmeras outras em nossa vizinhança. A determinação de massas de estrelas em sistemas duplos também levou à conclusão de que as estrelas eram outros sóis,

corpos muito diferentes dos planetas. O conhecimento do Sol permitiu, assim, decifrar as mensagens trazidas pela luz das estrelas, que Galileu tanto gostaria de ter lido. O estudo da estrutura estelar, neste século, permitiu a exploração de estados da matéria e reações nucleares desconhecidas na Terra. Os inúmeros sucessos em laboratórios terrestres e no espaço fazem da Teoria da Evolução Estelar a espinha dorsal da astronomia moderna. Ela é o quadro de referência para se entender, não só processos cósmicos em larga escala, como também a composição química e as condições de contorno para a existência da vida no Universo.

### O SOL: UMA ESTRELA MODELO

A principal medida sobre a qual se assenta a natureza do Sol é a sua potência luminosa. A partir do fluxo de energia que chega à Terra,  $1\,370\text{ W m}^{-2}$ , chamada constante solar, que pode ser medida até com um termômetro comum, pode-se calcular que ele emite o equivalente a 40 bilhões de megatons de TNT a cada segundo (4 trilhões de bombas iguais à de Hiroxima). O incrível é que esse jorro de energia não tenha deixado Isaac Newton (que conhecia a constante solar) deslumbrado a ponto de se interessar pela natureza interna das estrelas. Essa limitação parece estar assentada em sua concepção teísta do mundo, segundo a qual uma entidade absoluta continha o Universo, prescindindo, assim, de um mecanismo de conservação interno à matéria. Foi a partir do princípio de conservação de energia, formulado por um gênio de estatura muito menor que a de Newton, Julius Meyer (1842), que o problema energético do Sol passou a exigir uma resposta urgente. Qual o mecanismo que estava repondo a energia irradiada? Seria fogo? Cálculos muito simples mostravam que o carvão poderia manter a luminosidade do Sol por apenas alguns séculos, enquanto registros históricos e a Bíblia descreviam um mundo milenar. Na verdade, nenhum processo químico (energia da eletrosfera dos átomos) poderia dar conta da energia solar. Se fosse feito de TNT, uma das fontes químicas mais energéticas que se conhece, o Sol duraria pouco mais que mil anos. Helmholtz propunha que a energia luminosa do Sol provinha da sua gravidade. O gás, ao cair para o centro, transformava a energia gravitacional em energia térmica, que por sua vez era irradiada em forma de luz. A ordem de grandeza da energia potencial gravitacional do Sol pode ser obtida por:

$$E = \frac{GM^2}{2R} = 4 \times 10^{48} \text{ erg}, \quad (7.1)$$

onde  $G$  é a constante universal da gravitação,  $M$  a massa e  $R$  o raio do Sol.

Esse processo poderia manter o Sol à presente luminosidade, por cerca de 30 milhões de anos. A idade da Terra, estimada a partir da erosão do vale do Grand Canyon, nos Estados Unidos, e do fluxo térmico das minas de carvão da Inglaterra era de 40 milhões de anos. Dadas as aproximações envolvidas, como a constância da luminosidade do Sol, essa era uma explicação satisfatória, na época. Era a força da gravidade, portanto, que acionava o mecanismo de reposição da energia perdida pelo Sol. A força da gravidade espremia a luz das estrelas e a teoria de Newton passava a imperar num mundo em que ele nunca tinha se aventurado. Esse é um exemplo eloqüente do grande poder de uma teoria física, como a da Gravitação Universal.

Com o advento das técnicas de datação por decaimento radioativo, no início do século XX, descobriu-se que a Terra era muito mais velha do que se imaginava. Hoje, se sabe que as rochas mais antigas do Sistema Solar, os meteoritos e rochas lunares, têm 4,56 bilhões de anos. A existência de algas fósseis no interior de rochas com 3,5 bilhões de anos de idade exigia um mecanismo energético 100 vezes mais eficiente que a contração gravitacional. Qual poderia ser?

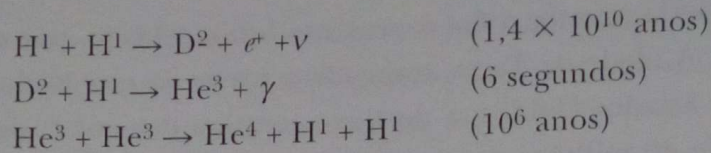
A Teoria da Relatividade de Einstein previa que a máxima eficiência na obtenção de energia seria a aniquilação da matéria. A transformação da matéria em energia obedeceria à equação:

$$E = mc^2, \quad (7.2)$$

onde  $m$  é a massa aniquilada e  $c$ , a velocidade da luz.

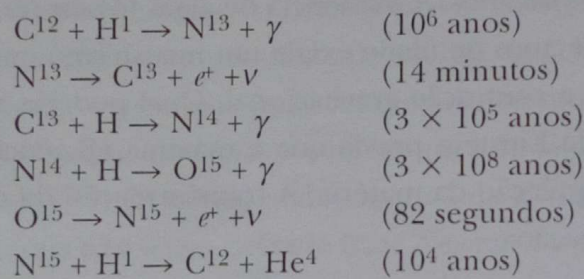
Em 1920, Sir Arthur Eddington mostrou que isso poderia explicar a produção de energia solar, não pela aniquilação total da matéria, mas de parte dela. A massa de um átomo de hélio-4 (4,0026 unidades de massa atômica) é 0,7% menor que a soma das massas dos 2 prótons e 2 nêutrons (1,0078 unidades de massa atômica cada um). Essa deficiência seria devida à massa jogada para fora do átomo em forma de energia, no momento em que essas quatro partículas se unissem para formar o núcleo do átomo de hélio. A cada segundo, 4 milhões de toneladas de matéria são aniquiladas em forma de energia. É fácil calcular que isso equivale a uma transformação de 600 milhões de toneladas de hidrogênio em hélio a cada segundo.

Como o potencial total dessa forma de energia é de  $2 \times 10^{52}$  erg, mantendo o ritmo atual, o Sol poderia brilhar por 100 bilhões de anos, se pudesse queimar todo o seu hidrogênio. A grande abundância do hidrogênio no Universo confere a este mecanismo um fantástico potencial energético, capaz de explicar o brilho das estrelas em escalas de tempo muito grandes. A fusão de hidrogênio (H) em hélio (He) pode se dar de vários modos, principalmente pela cadeia de reações próton-próton (PP):



onde o número superescrito é o de prótons+nêutrons,  $\nu$  indica um neutrino,  $\gamma$  indica um fóton,  $e^+$ , o pósitron e  $D$ , o deutério. O tempo entre parênteses é a expectativa para que um núcleo qualquer reaja ao atravessar o caroço do Sol.

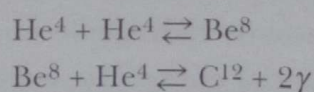
Esta cadeia tem várias ramificações, envolvendo elementos como o lítio, berílio e boro, mas a apresentada acima é a que ocorre com maior freqüência. A taxa de reações é proporcional a  $T^4$ ; para temperaturas mais elevadas (no interior de estrelas mais massivas, como Sirius, por exemplo), dominam as reações de catálise, pelo ciclo CNO, que dependem de  $T^{16}$ :



O tempo de reação é útil para avaliar as percentagens relativas dos isótopos dos diferentes elementos químicos formados. A abundância de um dado átomo é diretamente proporcional ao tempo que leva para ser destruído (ou inversamente proporcional ao tempo que demora para ser construído). Para uma situação de equilíbrio, o tempo é o da reação mais longa envolvida:

$$\text{N}^{14}/\text{C}^{12} = \text{N}^{14}/\text{C}^{13} \times \text{C}^{13}/\text{C}^{12} = 3 \times 10^8 / 3 \times 10^5 \times 3 \times 10^5 / 10^6 = 300.$$

Ao final do ciclo CNO, portanto, o material estelar estará enriquecido por  $\text{N}^{14}$  em relação ao  $\text{C}^{12}$  por um fator 300. O ciclo CNO é importante para temperaturas maiores que 20 milhões de graus. Se a temperatura for mais elevada (100 a 200 milhões K), o hélio pode ser destruído pelo processo triplo- $\alpha$ , produzindo carbono. A taxa de reações, neste caso, cresce com  $T^{30}$ :



A dependência da energia produzida em função da temperatura dessas três cadeias de reações pode ser vista na Figura 7.1.

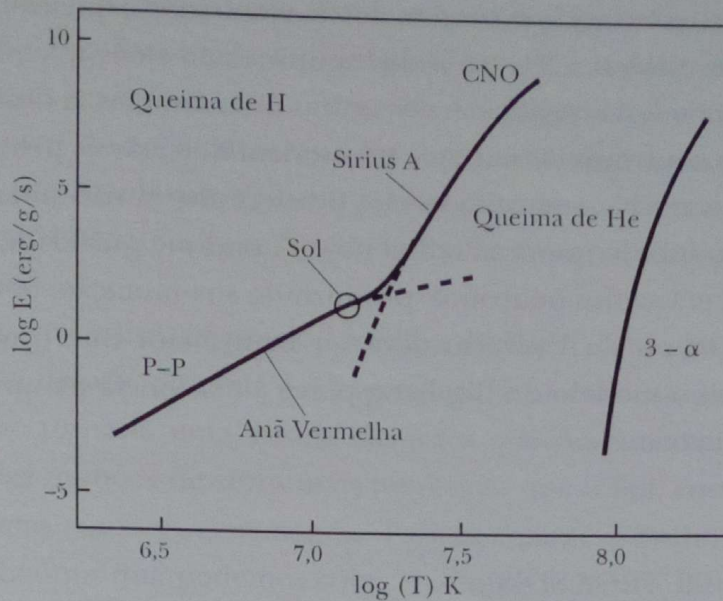


Figura 7.1. Energia por grama de matéria produzida pelos ciclos PP, CNO e triplo- $\alpha$ .

Para testar com precisão a temperatura do caroço central do Sol, onde são produzidas as reações nucleares, foram idealizados coletores de neutrinos. Eles atravessam livremente as grossas camadas atmosféricas do Sol, permitindo diagnosticar diretamente seu coração de energia. A luz, porém, ricocheteia de um lado para o outro no interior do Sol, só saindo para o espaço depois de 1 milhão de anos de viagem. Ela não permite um diagnóstico tão direto quanto o dos neutrinos. Com base na luminosidade, raio e temperatura superficiais do Sol (obtidas a partir da luz visível), calcula-se que sua temperatura central seja da ordem de 15 milhões K. Se a fonte de energia fosse a cadeia PP, o fluxo seria de 66 bilhões de neutrinos  $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ . As medidas feitas através de vários tipos de detectores de neutrinos, tanques de  $\text{C}_2\text{Cl}_4$ , GeGa e efeito Cherenkov dão um fluxo muito menor: 17 bilhões de neutrinos  $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ .

Esse valor corresponderia a uma temperatura de 14,25 milhões K. Mas, se isso fosse verdade, a luminosidade, a temperatura superficial e o raio do Sol deveriam ser menores que os observados, num valor incompatível com a precisão das medidas. Existem outras alternativas. Por exemplo, se a convecção ocupasse uma extensão maior que a admitida, o Sol poderia ter o raio e temperatura observados, mas, se isso fosse verdade, o lítio estaria sendo levado mais para perto do caroço central e seria destruído, ao contrário do observado. Na verdade, esperava-se obter um valor um pouco maior que o fluxo calculado a partir da cadeia PP por causa da contribuição do ciclo CNO, que a essa temperatura é pequena, mas não desprezível.

Esse resultado é um grande dilema da Astrofísica atual, pois os modelos de estrutura do Sol foram verificados por inúmeros autores e mostram-se cor-

retos. Uma hipótese excitante surgida desses resultados é que os neutrinos não sejam partículas estáveis. Uma parte dos neutrinos do elétron, emitidos nas reações nucleares, poderia migrar para as outras duas famílias, a dos neutrinos do múon ou a dos neutrinos do tau, que não seriam detectáveis pelos atuais experimentos. Mas isso só aconteceria se eles tivessem massa não nula, mesmo que ínfima, ao contrário do que se acredita hoje. A enorme gravidade do Sol poderia agir sobre a massa dos neutrinos, produzindo sua mutação. Se isso vier a ser confirmado, a massa do Universo deve ser bem maior que o que se calcula atualmente, pois o modelo do Big Bang prevê a existência de um número elevadíssimo de neutrinos.

### AS ESTRELAS: OUTROS SÓIS

As demais estrelas estão muito distantes, não permitindo que sejam medidas com tantos detalhes quanto o Sol. Parece incrível que esses minúsculos pontos de luz tenham sido revelados pela física como um mundo tão diversificado quanto a floresta amazônica. Uma das grandes conquistas da ciência deste século foi vasculhar o interior das estrelas, medir com precisão suas massas, idades e composição química. A medida mais simples é o brilho aparente, em geral, expresso em magnitudes. Quanto maior a magnitude, mais fraca a estrela. Nesse sistema, criado por Hipparcos em 150 a.C., a estrela mais fraca visível a olho nu tem magnitude 6, como a sétima estrela do aglomerado das Plêiades. As de primeira magnitude são as 20 primeiras estrelas visíveis no crepúsculo vespertino. No século passado, quando se descobriu que o olho humano responde logaritmicamente à intensidade de luz, Pogson propôs um sistema de magnitudes que estivesse em acordo com o de Hipparcos. A transformação de intensidades luminosas para a antiga escala de magnitudes visuais aparentes é bem representada pela relação:

$$m_V = -2,5 \log I_V + \text{cte} , \quad (7.3)$$

onde  $I_V$  é a intensidade na faixa visual.

A diferença de magnitude entre duas estrelas seria, portanto:

$$m_{V2} - m_{V1} = 2,5 [\log I_{V1} - \log I_{V2}] . \quad (7.4)$$

Adotando-se magnitude zero para a estrela Vega ( $\alpha$  Lyr), pode-se obter a magnitude de qualquer outra estrela (na verdade, a de Vega é  $m_V = 0,02$ ,

com erro de 0,01). Nesse sistema, Sirius, a estrela mais brilhante do céu, tem magnitude  $-1,45$ . A Lua cheia tem magnitude  $-12$  e o Sol tem  $-26,74$ . Uma estrela 100 vezes mais fraca que outra tem magnitude 5 a mais que ela. Ou, dizendo de outro modo, se duas estrelas forem idênticas e uma estiver a uma distância 10 vezes maior que a outra, sua magnitude aparente será 5 unidades maior que a mais próxima (a intensidade da luz cai com o inverso do quadrado da distância).

Para algumas estrelas é possível medir a distância, como Alfa do Centauro, a mais próxima de nós, que está a 4,2 anos-luz. Se afastássemos o Sol de nós 20 anos-luz, ele se tornaria uma estrela tão fraca que ficaria invisível a olho nu. Existem estrelas milhões de vezes mais luminosas que o Sol, como  $\eta$  Carinae e estrelas apagadas como as anãs negras. Para comparar o brilho intrínseco das estrelas, imaginamos que podemos colocá-las todas à mesma distância, que por convenção é 10 parsecs ( $1 \text{ pc} = 3,26 \text{ anos-luz}$ ). A magnitude que a estrela teria nessa situação hipotética é denominada magnitude absoluta. O Sol, por exemplo, tem magnitude visual absoluta de  $M_V = +4,83$ . Por isso, alguns livros dizem que ela é de quinta grandeza. A expressão abaixo permite obter a magnitude absoluta ( $M$ ) a partir da aparente ( $m$ ) e da distância ( $r$ ) da estrela em parsecs:

$$M = m + 5 - 5 \log r. \quad (7.5)$$

Sirius, por exemplo, está a 2,7 pc e tem  $M_V = 1,41$ , sendo portanto 23 vezes mais luminosa que o Sol. Betelgeuse tem  $m_V = 0,8$  e  $r = 200 \text{ pc}$ , resultando em  $M_V = -5,7$  sendo, portanto, uma estrela 16 000 vezes mais luminosa que o Sol. Só as estrelas vizinhas têm suas distâncias medidas com boa precisão, pelo método da paralaxe. Para as mais distantes são usados diversos métodos, ocorrendo erros relativamente grandes. Dado que esse é um parâmetro fundamental, foi lançado o satélite *Hipparcos*, com a missão de medir a distância precisa de 100 000 estrelas.

Em geral, interessa medir a magnitude num certo comprimento de onda. Para isso, usam-se filtros, como os de banda larga do sistema UBV ( $U = 3600 \text{ \AA}$ ,  $B = 4400 \text{ \AA}$ ,  $V = 5500 \text{ \AA}$ ). O filtro V reproduz aproximadamente a resposta do olho humano (magnitudes visuais) e os outros são escolhidos de modo a poder separar, o melhor possível, estrelas de diferentes cores. A cor de uma estrela é medida pela diferença de magnitude em dois filtros. Por exemplo:

$$U - B = m_U - m_B, \quad (7.6)$$

$$B - V = m_B - m_V. \quad (7.7)$$

Essa medida é chamada de *índice de cor*. Esse sistema é calibrado de modo que uma estrela com a cor igual à de Vega tem todos os índices de cor nulos. Uma estrela mais azul tem índices de cor negativos e uma estrela mais vermelha que ela tem índice de cor positivo. O Sol, por exemplo, tem  $B - V = +0,65$ . Um uso muito importante dos índices de cor é a determinação da temperatura da atmosfera das estrelas. A radiação emitida por elas é muito parecida com a de um corpo negro. Um objeto emite como um corpo negro quando está em equilíbrio termodinâmico. Nesse caso, a quantidade de luz emitida em função do comprimento de onda é uma função unívoca da temperatura, descrita pela lei de Planck:

$$B_{\lambda} = \frac{2\pi h c^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1} \quad \text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1} . \quad (7.8)$$

A medida da intensidade luminosa em dois comprimentos de onda, como em B e V, por exemplo, é suficiente para fornecer a temperatura (Figura 7.2). A temperatura medida por esse método é chamada de temperatura de cor, a qual só tem o sentido que costumamos usar se o corpo estiver próximo do equilíbrio termodinâmico. Ele é usado empiricamente por técnicos de alto-fornos, que avaliam a temperatura pela cor do material. À medida que se aquece uma barra de ferro, ela passa a emitir no infravermelho; depois, luz vermelha, laranja, amarela até o branco. Uma estrela vermelha como Betelgeuse tem 2 700 K de temperatura superficial, uma amarela como o Sol tem cerca de 6 000 K, uma branca como Sirius, por volta de 10 000 K e as azuladas como as Três Marias, cerca de 30 000 K. Esse método não funciona para as estrelas que estão atrás de nuvens de poeira, que as tornam avermelhadas, um efeito semelhante ao do Sol no ocaso.

Outro modo de determinar a temperatura de um corpo, que esteja próximo ao equilíbrio termodinâmico, é através da integral da curva de Planck:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad \text{erg s}^{-1} , \quad (7.9)$$

onde  $R$  é o raio da estrela,  $T$ , sua temperatura efetiva, e  $\sigma = 5,67 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{K}^{-4} \text{s}^{-1}$  a constante de Stefan-Boltzmann.

Nesse caso, a temperatura efetiva é aquela que dá a luminosidade bolométrica da estrela (potência somada em todos os comprimentos de onda). À luminosidade bolométrica corresponde uma magnitude bolométrica  $M_{bol}$ . A magnitude bolométrica pode ser obtida a partir de  $M_V$  (magnitude visual absoluta), que é fácil de se medir, desde que se faça a correção pela quantidade de energia que ficou fora da banda V. Para isso, define-se o ponto zero (BC = correção bolo-



métrica) desse sistema de magnitudes de tal modo que ele seja nulo para uma estrela com  $B - V = 0,3$  e positivo para as demais:

$$M_{bol} = M_V - BC \quad (7.10)$$

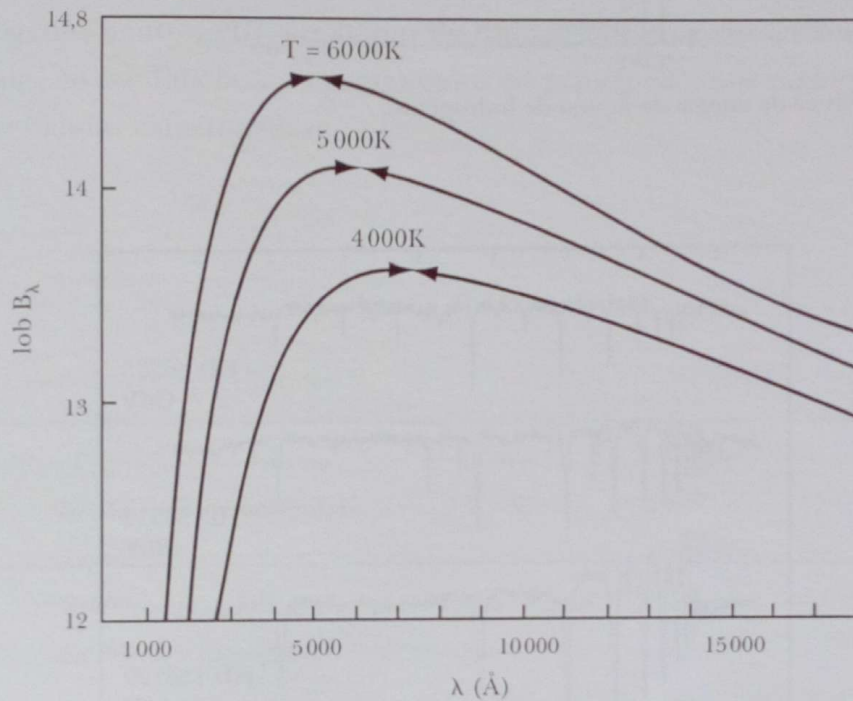


Figura 7.2. Emissão de corpo negro.

Um método mais preciso, porém mais complexo, de medir a temperatura consiste em analisar as linhas espectrais que aparecem quando a luz da estrela é dispersada por um espectrógrafo. Essas linhas escuras, superpostas à emissão da estrela, são faixas de energia roubadas do fluxo luminoso que vem de dentro da estrela, ao passar pela sua atmosfera. Elas são produzidas pela absorção de luz, quando os átomos e moléculas passam de um nível de energia mais baixo para um mais elevado (Figura 7.3). Como a população dos níveis de energia dos átomos depende da temperatura, a razão de intensidade de linhas espectrais provenientes de dois níveis de energia diferentes indica a temperatura. Assim, ao lado da cor da estrela, podemos usar o padrão de linhas espectrais para determinar a temperatura da sua atmosfera, chamada de temperatura eletrônica.

A Figura 7.4 mostra o espectro de diferentes tipos de estrelas. Note a correlação entre a cor da estrela e o padrão de linhas espectrais. Angelo Secchi, em 1863, classificou as estrelas em sete tipos espectrais básicos: O B A F G K M. Mais

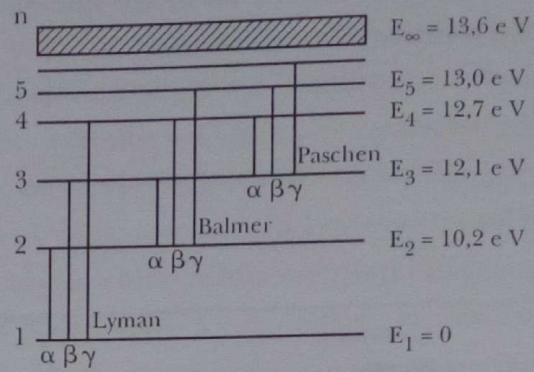


Figura 7.3. Níveis de energia do átomo de hidrogênio.

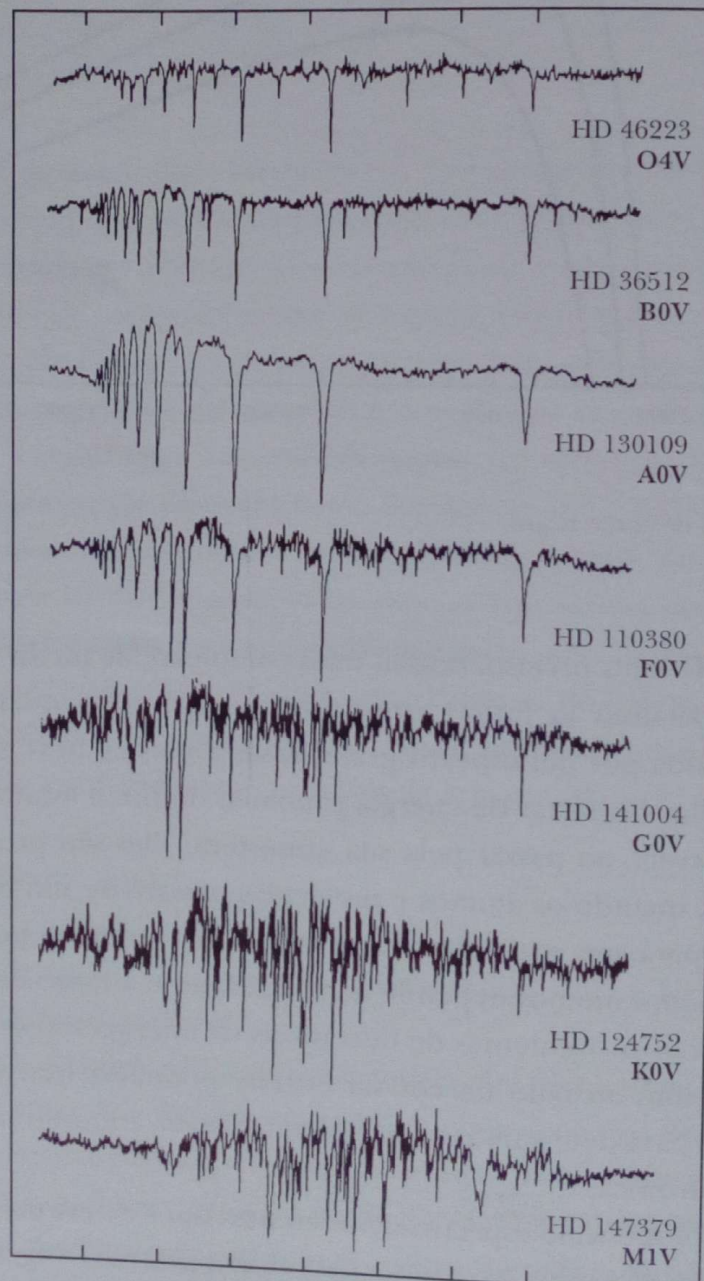


Figura 7.4. Espectros típicos de estrelas.

tarde, foram adicionados os tipos N, S, WC, WN e outros. Para memorizar a seqüência, a frase: *Oh Be A Fine Girl, Kiss Me Now Sweet heart!* tornou-se clássica. As linhas espectrais contêm grande quantidade de informações, como a temperatura do gás, sua composição química, pressão e movimentos. Esse método é mais sofisticado e muito poderoso para se determinar a temperatura, pois as linhas espectrais não são afetadas pelo avermelhamento causado pela poeira interestelar. Na notação da Tabela 7.1 e na Figura 7.5, HI corresponde ao átomo de hidrogênio neutro; HII, ao átomo de hidrogênio uma vez ionizado e assim por diante. Nessa Tabela são apresentados os principais tipos espectrais e suas linhas ou bandas características.

Tabela 7.1. Classificação em tipos espectrais.

Tipo espectral	$T_{sup}$ Kelvin	íons ou moléculas	Índice B - V	Cor	Estrelas típicas
O	50 000 25 000	NII, HeI, SiIV	-0,32 a -0,30	Azul	Mintaka, Alnitak
B	25 000 11 000	HI, HeI, SiIII	-0,30 a -0,01	Azulada	Rigel, Spica
A	11 000 7 500	Hi, SiII	-0,01 a +0,30	Branca	Sirius Vega
F	7 500 6 000	HI, FeII, CaII	+0,30 a +0,58	Branco- amarelado	Canopus, Procion
G	6 000 5 000	FeII, CaII	+0,58 a +0,81	Amarela	Sol, $\alpha$ Centauri
K	5 000 3 500	CaI, FeI, CH	+0,81 a +1,40	Laranja	Aldebaran, Arturus
M	3 500 2 700	FeI, TiO	>+1,40	Vermelha	Antares, Betelgeuse

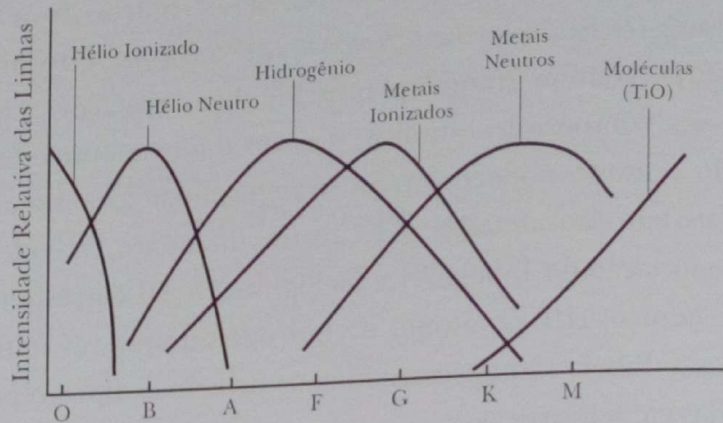


Figura 7.5. Intensidades de linhas em função dos tipos espectrais.

Para designar tipos espectrais com temperaturas intermediárias entre dois tipos diferentes, introduzem-se divisões de zero a 9 (em geral). Assim, entre o tipo O9,5 e A0, existem os subtipos B0, B0.5, B1, B1.5, B2, B2.5, B3, B4, B5, B6, B7, B8 e B9. A Figura 7.5 mostra a intensidade das linhas espectrais em função do tipo spectral das estrelas.

Além da temperatura superficial, as linhas espectrais permitem conhecer a luminosidade da estrela, mesmo sem saber sua distância. Quanto mais luminosa uma estrela, mais ela pressiona seus gases para fora e maior é o seu raio. Maior raio implica em menor gravidade superficial e, portanto, em menor pressão atmosférica. Um modo simples de avaliar a pressão atmosférica é através do perfil das linhas espectrais. Se um átomo estiver isolado, a transição entre dois níveis de energia produz uma marca (linha espectral) estreita em frequências. Num meio denso (alta pressão), os elétrons passam muito perto dos íons, perturbando fortemente os níveis de energia, alargando as linhas espectrais. A estrela Sirius B, por exemplo, tem tipo spectral não muito diferente de Sirius A, mas com linhas muito mais alargadas. Ela seria, portanto, uma anã, onde a pressão atmosférica é elevada. Outra forma de avaliar o efeito da gravidade é através de pares de linhas do mesmo íon, mas onde uma seja sensível à gravidade (densidade) e outra não. Para diferenciar a luminosidade das estrelas, adiciona-se um número romano ao tipo spectral, como pode ser visto na Tabela 7.2.

Assim, o Sol é uma G2V, Betelgeuse é M2I, Sirius A é A1V. Às vezes, usam-se letras, como *d* para indicar uma anã, como dM. As letras *a* e *b* são também utilizadas para indicar subclasses de gigantes; assim, Alnilam é uma B0Ia e Alnitak é uma O9.5Ib. Outros sinais indicam peculiaridades nas linhas:  $\delta$  Cen é uma B2Ve, por ter linhas em emissão etc. A quase totalidade das estrelas, entretanto, pode ser classificada simplesmente com dois parâmetros: tipo spectral (temperatura superficial) e classe de luminosidade (tamanho). A partir da luminosidade da estrela e de sua temperatura superficial pode-se determinar seu raio (Equação

7.9). Essa equação é poderosa, pois raríssimas estrelas podem ser medidas diretamente através de técnicas como interferometria. O raio pode variar muito de uma estrela para outra. Uma supergigante, como Betelgeuse, preencheria a órbita de Marte (280 milhões km de raio); uma anã branca, como a companheira de Sirius, é do tamanho da Terra e uma estrela de nêutrons caberia na Baía da Guanabara.

Tabela 7.2. Classes de luminosidade

Classe	Designação	Classe	Designação
I	hipergigantes	V	normais seqüência principal
II	supergigantes	VI	subanãs
III	gigantes	VII	anãs brancas
IV	subgigantes		

O parâmetro mais importante, a massa, só pode ser medido em situações muito especiais, quando duas estrelas estão ligadas gravitacionalmente em um sistema duplo. A força da gravidade permite determinar as massas, através do deslocamento Döppler sofrido pelas linhas espectrais, quando uma estrela gira em torno da outra. Surpreendentemente, os valores de massas se situam numa faixa estreita entre 0,08 e 120 de massas solares, indicando que o estado da matéria estelar varia desde quase o vácuo até a densidade do núcleo atômico, dado que o raio varia numa faixa de alguns quilômetros a algumas centenas de milhões de quilômetros.

Mesmo que existam catálogos contendo 15 milhões de estrelas, como o *Guide Star Catalogue*, um número muito reduzido delas têm todos os parâmetros fundamentais bem-determinados (massa, luminosidade, temperatura e raio). Outros parâmetros como composição química, rotação e idade são muito mais indiretos que os citados acima e são conhecidos com boa precisão só para um número muito restrito de estrelas.

## O DIAGRAMA H-R: UM RETRATO DE FAMÍLIA

Se pouco podemos dizer a respeito de estrelas isoladas, informações preciosas aparecem quando as olhamos em conjunto. Uma peça chave da Astrofísica foi

descoberta no início do século, quando Ejnar Hertzsprung e Henry N. Russell, independentemente um do outro, puseram num gráfico as medidas de luminosidade contra temperatura das estrelas conhecidas. Esse diagrama (Figura 7.6), conhecido como H-R, é uma espécie de retrato em família das estrelas.

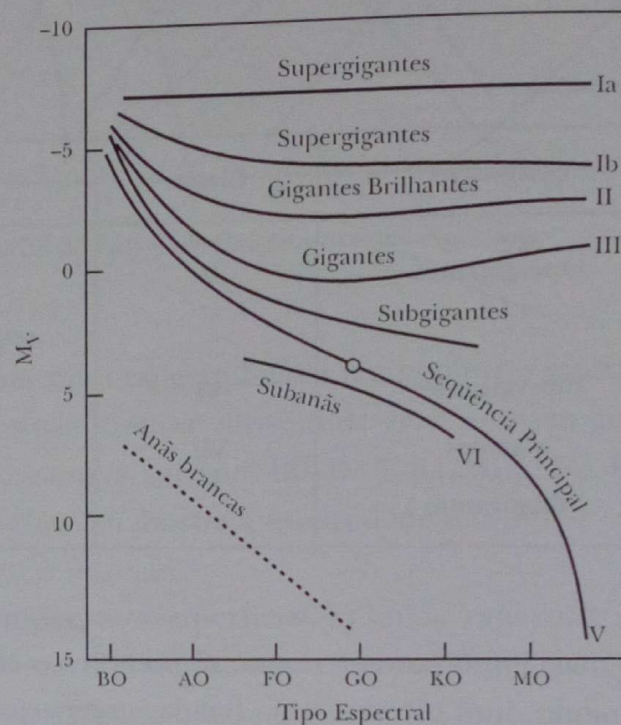


Figura 7.6. Diagrama H-R.

O diagrama H-R mostra basicamente três agrupamentos: o mais numeroso, na região central, contém 90% das estrelas e é chamado de Seqüência Principal. Acima da Seqüência Principal aparece um grupo de estrelas muito luminosas, as gigantes e supergigantes azuis e vermelhas. Olhando-se a Equação 7.9, nota-se que quanto maior a luminosidade, maior o raio, mantendo a temperatura constante. Uma estrela como Canopus, por exemplo, que tem temperatura parecida com a do Sol e é 10 000 vezes mais luminosa que ele, tem raio 100 vezes maior. Abaixo da Seqüência Principal existe um grupo de estrelas pouco luminosas que, ao contrário das gigantes, têm raios menores que aqueles das estrelas da Seqüência Principal. Por esse motivo e por terem temperaturas próximas a 10 000 K são chamadas de anãs brancas. Esse é o caso de Sirius B, por exemplo, que é do tamanho da Terra. Além desses grupos, um pequeno número de estrelas se espalha por outras regiões do diagrama H-R.

A Seqüência Principal é um grupo especial de estrelas, pois, além de numeroso, ele tem características marcantes. A mais importante delas é que a massa das estrelas cresce no mesmo sentido que a luminosidade (Figura 7.7). Isso indica que a massa é o parâmetro fundamental das estrelas da Seqüência

Principal, suplantando largamente as diferenças de composição química, rotação e campos magnéticos. Isso facilita bastante a confecção de um modelo físico para essas estrelas. A relação massa *versus* luminosidade, medida em sistemas binários, pode ser expressa por:

$$\frac{L}{L_{\odot}} = \left( \frac{M}{M_{\odot}} \right)^{\alpha}, \quad (7.11)$$

onde  $\alpha = 2$  para estrelas de baixa massa,  $\alpha = 4$  para estrelas do tipo solar e  $\alpha = 3$  para estrelas massivas (o símbolo  $\odot$  refere-se a unidades solares).

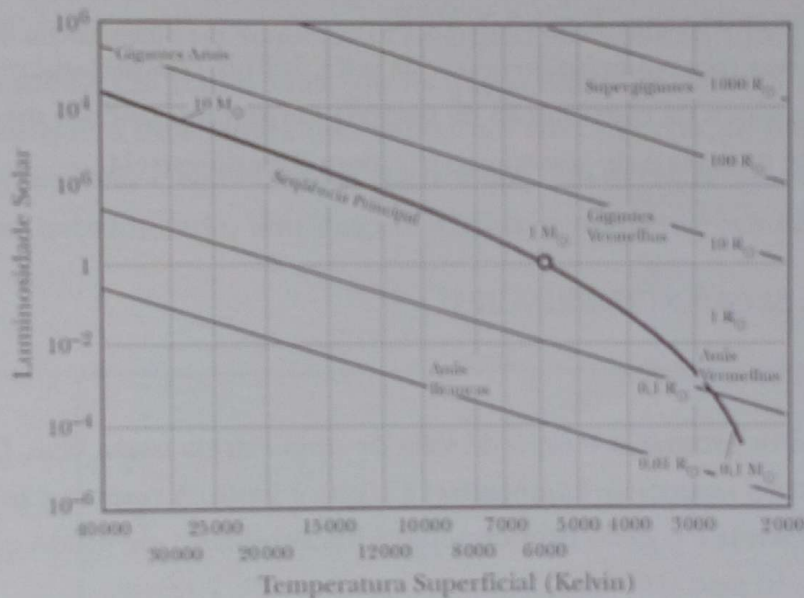


Figura 7.7. Diagrama H-R mostrando linhas de mesmo raio.

Outra propriedade marcante das estrelas é que a maioria delas não muda de cor nem de brilho, século após século. Isso indica que seus raios e temperaturas efetivas são estáveis. Note, porém, que as taxas de reações nucleares dependem de potências elevadas da temperatura. Pequenas variações na temperatura central produziriam, portanto, enormes variações na luminosidade. A estabilidade secular das estrelas é uma prova de que elas são sistemas providos de termostatos extremamente eficientes. Podemos admitir, portanto, que as estrelas estão em equilíbrio hidrostático e, assim, determinar sua estrutura interna:

$$\frac{\Delta P}{\Delta r} = -\rho g \quad (7.12)$$

Usando valores médios para a densidade do Sol

$$\rho = 1 \text{ g cm}^{-3}, \quad g = 2 \times g_{\text{super}} = 2 \times 2,7 \times 10^4 \text{ cm s}^{-2}, \quad R_{\odot} = 7 \times 10^{10} \text{ cm},$$

obtemos a pressão central  $P_c = 4 \times 10^{15} \text{ dyn cm}^{-2}$ , ou seja, um bilhão de vezes a da superfície do mar.

Admitindo que a matéria do Sol se comporte como um gás perfeito, podemos obter a temperatura central:

$$P = \frac{\rho k T}{\mu m_H}, \quad (7.13)$$

onde  $k = 1,38 \times 10^{-16} \text{ erg K}^{-1}$  e  $\mu = 0,5$  é o peso molecular médio (hidrogênio ionizado), de modo que  $T_c = 1,4 \times 10^7 \text{ K}$ .

As outras três equações necessárias para definir completamente a estrutura da estrela são: a da distribuição de matéria em seu interior, do mecanismo de produção de energia e de seu transporte para fora da estrela.

## A VIDA NA SEQUÊNCIA PRINCIPAL

Podemos estimar o tempo de vida de uma estrela nessa fase, fazendo um balanço entre a reserva de combustível e o que é gasto. A reserva é proporcional à massa da estrela e o gasto proporcional à luminosidade, de modo que o tempo de vida é dado por:

$$t_{\text{vida}} = \frac{\text{reserva}}{\text{gasto}} \propto \frac{M}{L} \propto \left( \frac{M}{M_{\odot}} \right)^{(1-\alpha)}, \quad (7.14)$$

$$t_{\text{vida}} = t_{\text{vida}\odot} \left( \frac{M_{\odot}}{M} \right)^3. \quad (7.15)$$

Assim, tomando  $\alpha = 4$ , o tempo de vida é inversamente proporcional ao cubo da massa (para massas em torno de  $1 M_{\odot}$  o melhor valor de expoente seria 2,8 em vez de 3). A massa, portanto, determina o ritmo de vida da estrela, pelo menos na Sequência Principal. Mas, por que num mundo tão variado como o das estrelas, quase todas se aglomeram nessa faixa estreita? O motivo parece ser o mesmo pelo qual a gente vê mais carros em pontos da rua onde o trânsito é mais lento, num semáforo fechado, por exemplo. A probabilidade de encontrá-los é maior onde



eles ficam mais tempo. *Grosso modo*, se 90% das estrelas está na Seqüência Principal, elas passam aí 90% de sua vida. Fazendo o quê? A resposta pode ser procurada a partir de outro fato importante: o Sol pertence à Seqüência Principal.

Sabemos que a fonte de energia do Sol é a fusão do hidrogênio. Vamos imaginar que a Seqüência Principal seja a região do diagrama H-R em que as estrelas se caracterizam por queimar hidrogênio no núcleo. Para testar essa hipótese, construímos modelos matemáticos que descrevem bolas de gás (essencialmente hidrogênio) de diferentes massas e calculamos para cada massa, a temperatura superficial e a luminosidade. Esses modelos reproduzem com exatidão a faixa da Seqüência Principal, provando que está correta a hipótese de que as estrelas dessa região do diagrama H-R estão transformando hidrogênio em hélio em seus núcleos. A Figura 7.8 mostra o diagrama H-R do aglomerado aberto das Plêiades (Atlas, imagem 21). Note que as estrelas luminosas desse aglomerado ainda estão na Seqüência Principal. Pela Equação 7.15, pode-se dizer que essas estrelas são muito mais jovens que o Sol, pois, mesmo tendo massa muito maior que a dele, ainda não esgotaram suas reservas de hidrogênio. As associações estelares e aglomerados abertos que, em geral, ainda se encontram envoltos em nebulosidade, têm diagramas H-R semelhantes aos das Plêiades.

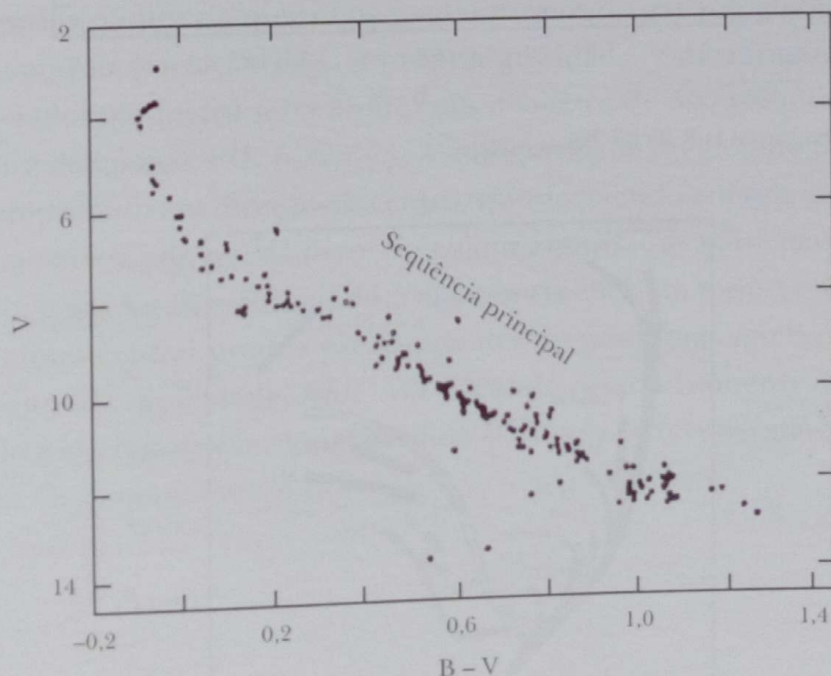


Figura 7.8. Diagrama H-R das Plêiades.

Na Figura 7.9, apresentamos o diagrama H-R do aglomerado globular 47 Tucanae (Atlas, imagem 19). Só as estrelas de massa menor que a do Sol estão

na Seqüência Principal, indicando que o aglomerado tem mais que 10 bilhões de anos de idade. Admitindo-se que as estrelas de um aglomerado nasceram todas ao mesmo tempo, podemos usar o diagrama H-R para comparar suas idades. Um método simples é procurar o ponto em que as estrelas estão abandonando a Seqüência Principal (ponto de saída). Medindo-se a luminosidade de uma dessas estrelas, sabe-se qual é sua massa. Veja na Figura 7.10 as idades de diversos aglomerados abertos e globulares, indicada pela posição do ponto de saída lida na escala em anos, no eixo do lado direito do gráfico.

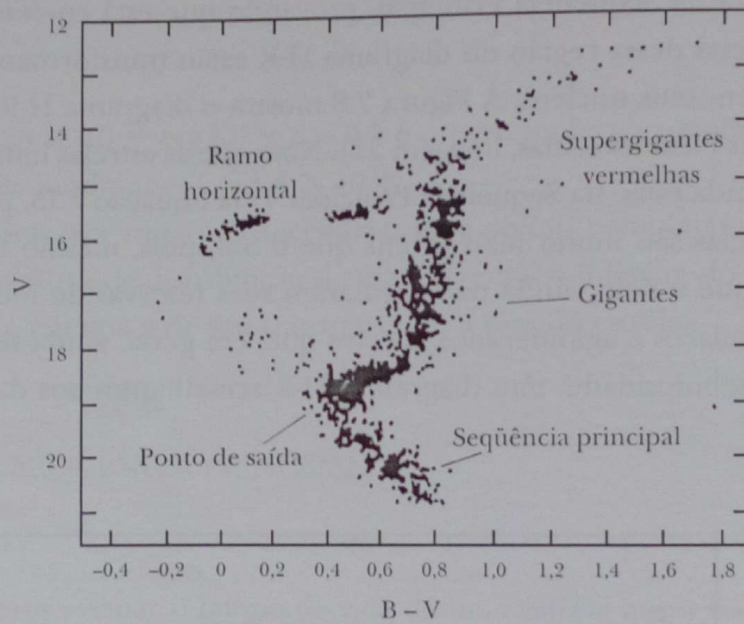


Figura 7.9. Diagrama H-R de 47 Tuc.

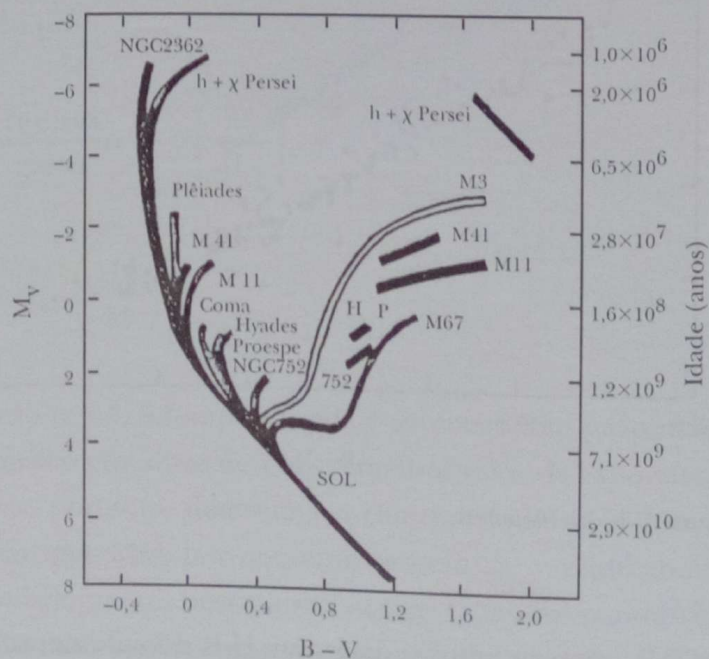


Figura 7.10. Diagrama H-R com aglomerados estelares de diversas idades.

Um outro ponto notável é que, se calcularmos a energia que pode ser extraída pelas cadeias de fusão nuclear, desde o hidrogênio até o ferro, a maior parte é obtida na primeira etapa,  $H \rightarrow He$ . Esta seria, em última instância, a razão pela qual 90% das estrelas são encontradas na Seqüência Principal. As outras regiões do diagrama H-R se devem a outras fases de vida das estrelas, onde a energia disponível é muito menor. As características dessas estrelas só podem ser entendidas através de cálculos muito mais complexos que os que usamos para a Seqüência Principal.

## O NASCIMENTO DE UMA ESTRELA

A Teoria da Evolução Estelar pretende descrever a vida de uma estrela, desde os primeiros instantes de seu nascimento até sua morte. Ela tem tido grande sucesso para estrelas isoladas, a menos do início e do fim do processo. O pré-natal de uma estrela ainda é pouco conhecido. Sabe-se que elas nascem em grupos, a partir de nuvens frias de gás e poeira (nuvens moleculares). As nuvens escuras como o Saco de Carvão e as que obscurecem o centro da Via Láctea são ninhos de futuras estrelas. Por algum processo ainda não completamente conhecido, em vários pontos da nuvem pequenas nuvens de gás (ou glóbulos) começam a se contrair por ação de sua própria gravidade. Para formar o Sol, por exemplo, o glóbulo inicial teria  $25 M_{\odot}$ , um diâmetro de 500 trilhões km e uma temperatura de apenas 40 K ( $-233^{\circ}\text{C}$ ). A autogravidade do glóbulo faz com que ele seja comprimido em direção ao centro, transformando energia gravitacional em energia cinética de queda livre. Ao colidir com outras partículas no centro do glóbulo, o gás vai transformando a energia cinética em térmica. O aumento de temperatura central produz pressão de dentro para fora, agindo no sentido contrário ao da gravidade, que vai freando gradativamente o colapso. Calculando a energia gravitacional perdida ( $E_G$ ) pela estrela e o ganho em energia térmica ( $E_T$ ), obtemos:

$$E_T = -\frac{E_G}{2}, \quad (7.16)$$

Esta expressão, conhecida como teorema do virial, expressa o fato de que, durante a contração de um gás ideal, em equilíbrio hidrostático, metade da variação da energia gravitacional é armazenada em forma de energia térmica e metade sai do sistema em forma de radiação.

Em 100 000 anos, o glóbulo que gerou o Sol contraiu-se para 24 bilhões km, atingindo o estágio de protoestrela. Para massas pequenas, a compactação vai aumentando até que a matéria se esfria e atinge o estado sólido, como os planetas. Os glóbulos mais massivos que  $0,08 M_{\odot}$  não conseguem se resfriar até esse ponto. A temperatura aumenta continuamente até atingir 10 milhões K, quando se acendem as reações de fusão do hidrogênio. Essa nova fonte de energia gera pressão interna suficiente para equilibrar a gravidade. Nesse momento, o glóbulo de gás tem exatamente as características da Sequência Principal e dizemos que nasceu uma estrela.

Se adotarmos uma densidade uniforme, é fácil mostrar que a energia térmica irradiada por uma estrela como o Sol, na fase anterior à Sequência Principal é da ordem de  $E_G = 2 \times 10^{48}$  erg. Se isso tivesse ocorrido a uma luminosidade igual à atual, é fácil mostrar que o tempo de contração é da ordem de 20 milhões de anos. Cálculos detalhados mostram que a fase de contração de uma estrela como o Sol dura 30 milhões de anos. A faixa de massa que gera estrelas é bem pequena. Um glóbulo com mais de  $200 M_{\odot}$  não deve gerar um corpo estável. A maior massa medida diretamente é  $60 M_{\odot}$ .

O número de estrelas que se formam em uma nuvem decresce rapidamente com a massa. Por exemplo, estrelas entre  $0,1$  e  $1 M_{\odot}$  são 100 vezes mais numerosas que entre  $1$  e  $10 M_{\odot}$ .

O modelo de formação do Sol indica que junto com as estrelas devem ter se formado os planetas. O glóbulo inicial teria tido movimento de rotação da ordem de  $1 \text{ km s}^{-1}$ . Como ele encolheu 1 bilhão de vezes até o estágio atual, no qual o Sol gira a aproximadamente  $1 \text{ km s}^{-1}$ , ele deve ter perdido momento angular, provavelmente formando planetas. De fato, Júpiter em sua órbita carrega 98% do momento angular de todo o Sistema Solar. Os planetas, portanto, além de serem parte integrante no processo de formação de estrelas, teriam um papel importante na física estelar. Este cenário da Astrofísica moderna foi preconizado por Giordano Bruno, que foi queimado vivo por difundir a idéia de que existia uma infinidade de outros sistemas solares no Universo.

## EVOLUÇÃO PÓS-SEQUÊNCIA PRINCIPAL

O jogo entre estas duas forças, a da gravidade de fora para dentro, comprimindo a estrela, obrigando-a a produzir energia e a da pressão, de dentro para fora, resistindo ao colapso, determina o ritmo de evolução das estrelas. Em 1942, o físico brasileiro Mário Schenberg e seu colega indiano, Chandrashekar, mostraram que, na verdade, o Sol não consegue lançar mão de todo o estoque de hidro-

gênio. Depois de passar 10 bilhões de anos na Sequência Principal, ele terá queimado 10% de suas reservas energéticas. O caroço de energia entrará em crise, exigindo um outro mecanismo para não entrar em colapso. Este é o chamado critério Schenberg-Chandrashekar (não confundir com o limite de Chandrashekar).

A súbita contração aquecerá o caroço central, pelo mecanismo proposto por Helmholtz, a tal ponto que as camadas externas se expandirão, para diminuir o gradiente de temperatura. A temperatura em torno do caroço de He ao crescer, produz fusão do H, agora através do ciclo CNO. A Figura 7.11 mostra a trajetória evolutiva para massas um pouco menores que a do Sol. Em apenas 800 milhões de anos nessa fase, o Sol terá se transformado numa gigante vermelha, 100 vezes maior e 1000 vezes mais luminoso que hoje. Ele engolirá Mercúrio e Vênus e calcinará a superfície da Terra e de Marte. Por estar num estado degenerado, o caroço central não se expande enquanto a temperatura sobe rapidamente, até atingir 100 milhões de graus, quando se inicia a fusão do He pelo processo triplo- $\alpha$ .

O Sol atingirá uma nova fase de equilíbrio, entrando no chamado ramo horizontal, análogo à Sequência Principal, que durará cerca de 1 bilhão de anos. Nessa fase, o H continua sendo queimado numa casca em volta do caroço central. Depois de ter transformado o He em C, no caroço central, o He também passa a ser queimado numa casca esférica, interna à que queima H. No Sol, a temperatura do núcleo não subirá o suficiente para fundir o carbono.

As duas cascas vão se deslocando para fora, fazendo a estrela se expandir para o chamado ramo assintótico, em que as trajetórias evolutivas das estrelas de pequena massa se afunilam nas proximidades do ramo da gigantes vermelhas. A aglomeração de trajetórias nessa faixa se dá porque a massa do caroço que produz energia é de cerca de  $0,6 M_{\odot}$ , independentemente da massa inicial. As instabilidades, devidas às camadas de queima nuclear, acabam expulsando a atmosfera da estrela, formando uma nebulosa planetária, como a *Dumbbell* (Atlas, imagem 16). As nebulosas se expandem com velocidades de 30 a  $60 \text{ km s}^{-1}$ , dissipando-se em 20 000 anos e que permite datar com precisão o término da vida de estrelas menores que  $8M_{\odot}$ .

Quanto mais massiva a estrela, menor é a diferença de luminosidade entre a Sequência Principal e a fase de supergigante vermelha. As trajetórias evolutivas são quase horizontais, no diagrama H-R. Essas estrelas sintetizam elementos químicos tanto mais pesados quanto maiores suas massas. Acima de 300 milhões K, o carbono e o hélio se fundem, gerando o oxigênio e o neônio. Estrelas que atingem 500 milhões K produzem o sódio. Acima de 1 bilhão K, a partir do oxigênio, a estrela fabrica o fósforo, o silício e o magnésio. Acima de 1,5 bilhão K, são gerados fótons tão energéticos que eles desintegram o neônio, transformando-os em oxigênio e magnésio (fotodesintegração). Existem inúmeras cadeias e subcadeias

de reações nesse inferno nuclear. Mas, a cada faixa de temperatura existe um canal em que as reações são mais copiosas. A temperaturas pouco menores que 5 bilhões K, o silício se funde, formando o ferro. Os chamados processos *r* (rápidos) de fusão não conseguem produzir elementos mais pesados que o ferro. O núcleo desse elemento químico tem alto grau de estabilidade e, ao se fundir com outro, ao invés de gerar energia, absorve. O processo endotérmico desequilibra a estrela, levando-a para o colapso.

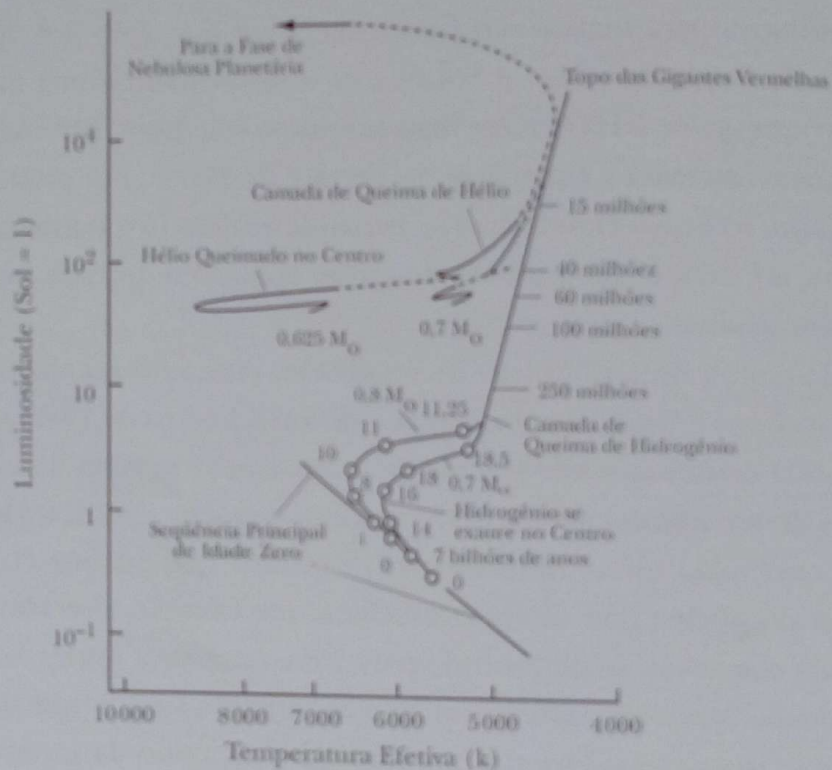


Figura 7.11. Trajetórias evolutivas de estrelas de pequenas massas.

A produção de elementos mais pesados que o ferro se dá por absorção de nêutrons e seu posterior decaimento em forma de prótons, aumentando o número atômico dos núcleos. Esse processo é extremamente lento, devido à baixa seção de choque dos nêutrons. Por isso, os elementos como ouro, urânio etc. são raros, ao passo que o ferro, níquel, cobre etc. são relativamente abundantes.

As estrelas menos massivas que  $50 M_{\odot}$ , depois de saírem da Sequência Principal, passam pela fase de supergigantes vermelhas. As mais massivas, entretanto, ao se tornarem hipergigantes azuis, ficam instáveis, sendo chamadas de Variáveis Luminosas Azuis, como  $\eta$  Carinae. Elas atingem uma região chamada de limite Humphreys-Davidson, que as impede de esfriar e as fazem perder enormes quantidades de matéria, mantendo-as sempre azuis. Elas acabam perdendo suas camadas exteriores, mostrando os produtos do ciclo CNO, como as Wolf-

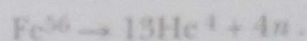
Rayet. Essas estrelas vivem muito pouco tempo e causam grande impacto no meio interestelar. Elas são as principais fontes de nitrogênio e hélio da Galáxia.

## OS DOIS TIPOS DE MORTE DAS ESTRELAS

O capítulo seguinte trata este tema com maiores detalhes. Aqui apresentamos um breve resumo do destino final das estrelas.

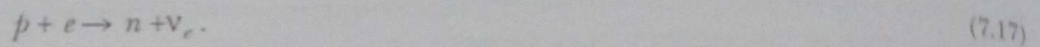
As estrelas morrem de dois modos distintos, segundo suas massas. Uma estrela com menos de  $8 M_{\odot}$ , na fase de queima do hélio perde grande parte de sua massa. O caroço de energia, com menos de  $1 M_{\odot}$ , se esfria e entra em contração. Ao atingir o tamanho da Terra, a densidade é de 1 a 100 toneladas por centímetro cúbico. A proximidade entre os elétrons faz entrar em ação a repulsão de spin, estabilizando o colapso e formando, assim, uma anã branca. Sem reposição de energia, ela vai se esfriando lentamente até se apagar completamente em forma de anã negra. Os cálculos mostram que uma anã branca pode ter, no máximo,  $1,4 M_{\odot}$  (limite de Chandrashekar). Atualmente são conhecidas milhares de anãs brancas nas proximidades do Sistema Solar, tanto isoladas como em sistemas binários. A grande maioria das anãs brancas isoladas tem massa em torno de  $0,6 M_{\odot}$ , coincidindo com a massa dos núcleos de nebulosas planetárias. Esse valor é também coincidente com a massa do caroço nuclear das estrelas quando atingem o topo do ramo assintótico, mostrando que a Teoria de Evolução Estelar está correta. O fato de que nas Plêiades existe uma anã-branca ( $M < 1,4 M_{\odot}$ ), e que nesse aglomerado somente estrelas com massas maiores que  $6 M_{\odot}$  já abandonaram a Sequência Principal, indica que as nebulosas planetárias podem remover até cerca de  $5 M_{\odot}$  da estrela, antes que ela se torne uma anã branca. A expulsão das camadas externas, na morte das pequenas estrelas, não é um fenômeno explosivo e só as camadas mais externas, pouco enriquecidas pelos ciclos nucleares do interior da estrela, são ejetadas.

As estrelas de grande massa ( $10$  a  $40 M_{\odot}$ ) vão fundindo os núcleos atômicos, fabricando todos os elementos químicos desde o hélio até o ferro e morrem de um modo explosivo. Ao fundir o ferro, o caroço central absorve energia e fragmenta os núcleos novamente em hélio (partículas  $\alpha$ ):



Esse processo drena uma grande quantidade de energia do caroço central. A produção de núcleos de He não aumenta a pressão central, que é mantida, nesse caso, só pelos elétrons. O caroço encolhe, aumentando brutalmente a den-

sidade. Os elétrons são engolidos pelos prótons, através do processo Urca, descoberto por Mário Schenberg e George Gamow:



A energia agora é drenada para fora da estrela pelos neutrinos. A destruição dos elétrons faz a pressão central cair ainda mais, implodindo o caroço até ele atingir a densidade do núcleo atômico ( $10^{14} \text{ g cm}^{-3}$ ). As ondas de choque produzidas em torno do caroço central forçam as camadas externas para fora. Ao cabo de algumas horas, essas camadas são expelidas com velocidades de  $10\,000 \text{ km s}^{-1}$  e a luminosidade atinge dezenas de bilhões de sóis, gerando uma supernova. Se a massa da estrela for de  $10 - 15 M_{\odot}$ , o caroço central terá cerca de  $1 M_{\odot}$  e se tornará uma estrela de nêutrons. Estrelas com massas maiores devem colapsar completamente em forma de buracos negros. O  $\text{Fe}^{56}$  se transforma em  $\text{Co}^{56}$ , com meia-vida de 56 dias. A supernova da Grande Nuvem de Magalhães (SN1987A) mostrou que esse cenário é correto. Na Terra, foi detectada meia dúzia de neutrinos algumas horas antes da explosão. Observou-se diretamente a presença do  $\text{Co}^{56}$  nos restos da explosão e o brilho da estrela caiu para a metade em 56 dias. Dezenas de supernovas descobertas a cada ano em outras galáxias mostram esse mesmo padrão de decaimento de brilho em escala de 56 dias, confirmando a atuação do efeito Urca.

As explosões de supernovas espalham as entranhas da estrela carregadas de elementos químicos pesados para o espaço. A cada nova geração de estrelas, maior é a quantidade de elementos químicos pesados em circulação. Isso aumenta a eficiência do ciclo CNO, acelerando cada vez mais a velocidade da evolução estelar nas gerações seguintes. O acúmulo dos produtos da evolução estelar se dá principalmente nas regiões centrais e nos braços espirais de nossa Galáxia, aumentando ali as chances de formação de planetas rochosos como o nosso, ricos em carbono, nitrogênio, oxigênio e outras matérias-primas para a vida.

O destino da bola central rica em nêutrons depende de sua massa. Se ela tiver menos que  $2,5 M_{\odot}$ , gerará uma estrela de nêutrons, como a que foi prevista por Volkoff e Openheimer, em 1938. As estrelas de nêutrons são gigantescos núcleos atômicos, com raio de poucos quilômetros e densidade de 100 milhões de toneladas por centímetro cúbico. A pressão que equilibra a gravidade, nesse caso, se deve à repulsão de spin dos nêutrons. A conservação do momento angular e do fluxo magnético indica que as estrelas de nêutrons devem girar com velocidades dezenas de milhares de vezes maiores que a do Sol (períodos de frações de segundos) e os campos magnéticos devem ser bilhões de vezes maiores (bilhões de Gauss). De fato, no centro da supernova do Caranguejo (Figura 7.12), que explodiu em 1054, existe um pulsar que satisfaz a todas as características calculadas para uma estrela de nêutrons.





Figura 7.12. O remanescente da supernova do Caranguejo, com pulsar de 33 milissegundos (AURA).

As centenas de pulsares conhecidos permitem testes precisos desse estado da matéria. Recentemente, um pulsar duplo de período de milissegundos permitiu comprovar a emissão de ondas gravitacionais, previstas pela Relatividade Geral.

Se a bola de nêutrons ultrapassar o limite de  $2,5 M_{\odot}$ , nada pode deter o colapso. Ela desaba sobre si mesma indefinidamente. A um dado ponto, sua gravidade superficial se torna infinita, rompendo a teia do espaço-tempo. Nenhuma informação escapa dessa superfície, nem mesmo a luz. Por isso, esse tipo de astro é chamado de buraco negro. O raio de um buraco negro, chamado de raio de Schwarzschild, é calculado pela expressão:

$$R = \frac{M}{M_{\odot}} \text{ km} . \quad (7.18)$$

Para um observador externo, uma estrela em colapso leva um tempo infinito para entrar em seu raio de Schwarzschild. No entanto, ele percorre 99% desse caminho em pouco tempo, de modo que, para todos os efeitos, ele já se comporta como um buraco negro alguns minutos após o início do colapso.

Existem cinco bons candidatos a buracos negros na Via Láctea: V404 Cygni, A0620-00, Cygnus X-1, 1E1740 7-2942 e Nova Musca 1991 e um na Grande Nuvem de Magalhães: LMCX-3. Sistemas duplos como esses são estratégicos para o estudo dos buracos negros, pois é a única situação em que se pode medir a massa do objeto colapsado. A presença de um buraco negro num sistema duplo é evidenciada pelo movimento da componente não colapsada e pela emissão de raios X penetrantes. A matéria perdida pela componente normal espirala com velocidade cada vez maior, à medida que se aproxima do centro do poço gravitacional do buraco negro. A viscosidade do gás produz turbulência, que se degenera em energia térmica, atingindo temperaturas de bilhões de graus. Esse processo de transformação de energia é mais eficiente que a fusão nuclear, gerando, assim, temperaturas e luminosidades elevadíssimas ao redor dos buracos negros. Apesar das evidências favoráveis, não foram encontradas ainda provas definitivas de que os buracos negros realmente existam.