

4 — Estrelas e Modelos de Estrelas

Felizmente, há uma possibilidade de darmos uma olhada para o interior das estrelas e sabermos algo a seu respeito. As estrelas não são nada milagrosas, para apenas serem contempladas, admiradas, quando surgem no firmamento noturno. São objetos reais do nosso mundo e, como tais, sujeitos às leis da Física. Este ponto já ficou salientado quando — sem dizê-lo expressamente — a elas aplicamos a tese da conservação da energia e calculamos o período de tempo durante o qual uma estrela pode viver de sua energia nuclear. Todavia, não é somente a tese da energia, mas são todas as demais leis da Física que se aplicam às estrelas, tanto quanto a qualquer outro corpo no universo, independentemente do seu posicionamento.

A seguir, daremos um breve esboço de como as leis da Física e as propriedades da matéria estelar, conforme as conhecemos, determinam a composição de um astro, de modo que, com o auxílio do computador, podemos, por assim dizer, olhar para dentro das estrelas. Tratando-se de estrelas simples, basta verificar o volume e a composição química de suas massas de gás; em seguida, sem olhar para a tal estrela lá no céu, é possível equacionar toda a sua estrutura na mesa de trabalho, aqui na Terra. Além de calcular sua temperatura de superfície e a intensidade de seu brilho, o que permite marcar a estrela com um ponto no diagrama HR, é possível especificar ainda o seu diâmetro e — é isto o mais interessante — a sua pressão, temperatura e densidade, em qualquer ponto do seu interior. Ao leitor, que achar essas exposições demasiadamente detalhadas, recomendamos pular as páginas seguintes e continuar a leitura à pág. 69, "Um Modelo do Sol Primordial". Lá, parte-se do seguinte pressuposto: os dados referentes às leis da Física e às propriedades da matéria estelar, a serem descritas pormenorizadamente em seguida, são armazenados e programados no computador; com esse programa é que passaremos à parte experimental.

Gravidade e Pressão do Gás

Salvo alguns episódios intermediários, as estrelas devem ficar em equilíbrio. O peso da matéria estelar, comprimindo as ca-

madras internas, está equilibrado com a pressão do gás estelar. Se não houvesse a pressão do gás, toda a matéria estelar precipitar-se-ia sobre o centro da estrela. Se não houvesse gravidade, a pressão do gás faria explodir toda a matéria, dispersando-a no espaço. No interior de uma estrela, as condições devem ser de molde a permitir que, em toda a parte, ambos os efeitos estejam equilibrados. Esta condição de equilíbrio ajuda a calcular a pressão do gás, em qualquer ponto da estrela. Já vimos como Eddington se valeu dessa condição, para avaliar a pressão no centro do Sol e assim deduzir a temperatura de 40 milhões de graus centígrados. Todavia, para tanto, é preciso saber alguma coisa a respeito do gás que compõe as estrelas.

A matéria compondo os astros não é milagrosa, misteriosa, mas é feita de substâncias existentes também aqui, na Terra, e de nós conhecidas. Desde há muito, as propriedades do hidrogênio e do hélio, os principais componentes das estrelas, foram pesquisadas em laboratórios terrestres. Todavia, aqui na Terra, não é possível produzir temperaturas suficientemente elevadas para as substâncias de densidades iguais às existentes no interior estelar; porém, apesar disso, as nossas atuais noções permitem avaliar as propriedades da matéria no interior estelar. Para tanto, uma contingência feliz vem em nosso auxílio. Aqui na Terra, estamos acostumados com gases de baixa densidade. Quando o ar da atmosfera terrestre, ou um outro gás, é comprimido até a densidade da água, ou a uma condensação mais forte, a pressão muda de maneira complexa. O gás pode tornar-se ou líquido ou sólido. E com isso as coisas se complicam ainda mais. Por causa disso, ninguém conhece a fundo a matéria do centro terrestre e, pela mesma causa, são muito escassas as nossas noções sobre o interior do globo terrestre. Isto se prende ao fato de, sob forte pressão, os átomos chegarem muito perto um do outro e seus invólucros atômicos se atrapalharem mutuamente. Até hoje ainda não se soube ao certo, em seus pormenores, como tais efeitos alternados dos invólucros de diversos átomos se processam.

Com as estrelas, o caso é diferente. Lá, as temperaturas são elevadas. Onde a matéria está sob alta pressão ela é fortemente aquecida, a ponto de, desde há muito, os átomos terem perdido seu invólucro de elétrons. A ligação entre elétrons e núcleos atômicos ficou dissolvida e ambos se movimentam livremente. Então, as partículas ocupam espaço bem menor do que o átomo neutro de hidrogênio, composto de um próton e um elétron. Por conseguinte, a matéria estelar incandescente reage como um gás liquefeito, a ponto de a sua densidade ser de molde a comprimir 100 g, e até mais, dentro de 1 cm³. É só

por causa disso que as nossas noções do centro do Sol superam as do centro da Terra. E mesmo quando, nas estrelas, a densidade aumenta progressivamente, graças às temperaturas elevadas, as propriedades do gás continuam sendo bem conhecidas. Somente quando a matéria estelar resfria, com os átomos começando a coordenar-se em cristais, as propriedades da matéria ficam complexas. No entanto, isto acontece e adquire importância apenas com algumas estrelas avulsas, mormente com as anãs brancas, de temperaturas baixas.

Geração e Transporte de Energia

As temperaturas no centro das estrelas são altas a ponto de permitirem o processamento de reações nucleares, liberando energia nuclear. Enquanto, nos anos 20 e 30, Atkinson e Houtermans, Bethe e von Weizsaecker mostravam como os núcleos atômicos reagem reciprocamente, entretanto, outros físicos forneciam todos os dados relativos às estrelas, possibilitando o cálculo do montante de energia liberada por 1 g de matéria estelar e a especificação da densidade e temperatura, com base nas reações nucleares.

A região central, incandescente, da estrela gera energia, que deve sair para fora. Portanto, ela deve traspasar o invólucro externo, o que, na maioria das vezes, se dá mediante a irradiação. Logo, uma propriedade importante da massa estelar é a sua permeabilidade, em relação à radiação da luz e do calor. Mormente nas camadas externas da estrela, lá onde os átomos ainda não saíram totalmente do seu invólucro de elétrons, os quanta da luz irradiada, saindo do interior estelar para fora, estão sendo absorvidos pelos restos dos invólucros atômicos, que os eliminam após certo tempo. Os quanta da radiação, saindo de dentro para fora, saltam de átomo em átomo, são absorvidos, emitidos, desviados, e somente chegam até a superfície depois de vencerem muitos obstáculos e passarem por muitos caminhos errados; quando, finalmente, lá chegam, podem dispersar-se livremente. Por conseguinte, o grau de transparência da matéria estelar é muito importante para a composição de toda a estrela; a sua especificação requer cálculos complicados. Porém, no que se refere a este ponto, o astrofísico está em situação privilegiada, visto o físico nuclear encarregar-se da equação deste problema, pois para ele, físico, as propriedades de absorção dos átomos também interessam para outras coisas.

Após a Segunda Grande Guerra veio uma ajuda inesperada. Na bomba atômica é gerada uma radiação muito intensa de luz e calor, no centro da explosão; esta radiação é absorvida e, em seguida, emitida pelos átomos das massas de ar, circundantes. Assim sendo, os peritos em bombas atômicas devem conhecer, com bastante precisão, as propriedades da permeabilidade dos gases em relação à radiação da luz e do calor, a fim de calcularem o efeito desses artefatos. Apesar de todo o sigilo em torno do assunto, parte dos resultados das pesquisas está sendo liberada para publicação e fica à disposição dos astrofísicos ao redor do globo. No Centro de Pesquisas Atômicas, em Los Alamos, EUA, há todo um grupo de cientistas dedicados a estudos astrofísicos. Tanto os cientistas do Oriente quanto os do Ocidente usam, solidariamente e com bom êxito, as tabelas lá elaboradas, dando as propriedades de permeabilidade da matéria estelar, em relação às diversas densidades e temperaturas. Tal solidariedade Leste-Oeste está sendo atestada, entre outras coisas, pelo fato de os pesquisadores de Los Alamos publicarem trechos das tabelas, por eles elaboradas, em um periódico editado pela Academia Soviética de Ciências.

Matéria Estelar em Ebulição

Por vezes, o jato da radiação, abrindo caminho do interior estelar para fora, é forte e a permeabilidade da matéria estelar é baixa a ponto de produzir um congestionamento de energia, dentro da estrela. Nesse caso, a estrela encontra outros meios para levar sua energia para fora. Conhecemos este processo, pois acontece em nossa vida cotidiana, aqui na Terra. Quando uma chapa de fogão está muito quente, ela irradia parte da sua energia no recinto. Todavia, há ainda uma outra modalidade de transporte de energia. O ar acima da chapa do fogão aquece, dilata-se, diminuindo assim a sua densidade e, portanto, sobe e dá lugar para massas de ar mais frio. O ar aquecido transporta a energia da chapa do fogão para outras partes do recinto. Falamos em transporte de energia por *convecção*. Ao aquecermos um recinto, ligando um aquecedor, promovemos o transporte da energia mediante irradiação e convecção. Acima de um fogo aberto, de uma pista asfaltada, aquecida pelos raios solares, sobem bolhas de gás quente e transportam o calor para cima; massas de gás mais frio descem de cima para baixo, a fim de aquecer-se e, depois de algum tempo, tornam a subir. A convecção desempenha papel importante na economia de energia da atmosfera terrestre; por causa disso, já foi



Fig. 4-1. Granulação na superfície do Sol. Como nas camadas externas do Sol a energia, empurrada de dentro para fora, está sendo transportada por convecção, sobem bolhas de gás, incandescentes, e conseqüentemente mais claras, na superfície solar, enquanto as massas de gás, mais frias (na foto, mais escuras), estão descendo. Estes fluxos e refluxos conferem à superfície solar uma estrutura granulada, em constante mudança. Na foto, um trecho do diâmetro da Terra é dado como sendo de 14 mm de comprimento.

(Foto: D. Sollau; com o refletor de vácuo de 40 cm, do Instituto Kirpenheuer de Física Solar, Freiburg, Alemanha Ocidental, em Izana, Ilha de Tenerife.)

pesquisada pelos meteorólogos antes de tê-lo sido pelos astrofísicos.

Há muitas estrelas nas quais a matéria entra em ebulição, movimento efervescente, quando a irradiação não dá conta da tarefa e a convecção deve encarregar-se do transporte da energia. Através das camadas externas do nosso Sol, a energia não é transportada para fora na forma de irradiação, mas sim na de bolhas de gás aquecido. Podemos distinguir o gás efervescente do Sol até com telescópios pequenos, quando, com um filtro apropriado, abafamos a sua luz excessivamente forte. A superfície do Sol não está uniformemente clara; distinguimos nela bolhas claras, incandescentes, de uns 1.000 km de diâmetro, em ascensão, ao lado de massas de gás escuro, frio, descendo. A fig. 4-1 dá um instantâneo da superfície do Sol, com a estrutura de manchas, em constante mudança, cujo termo técnico é *granulação*. Ela mostra como a convecção, bem conhecida na Terra, pode ser importante também nas estrelas.

Estrelas Reproduzidas em Computador

Acabo de dar somente alguns exemplos de todas as leis e propriedades da matéria, de nós conhecidas, e que são úteis na compreensão das condições vigentes no interior de um astro. Com todo este saber que, em parte, já possuímos desde antes da Segunda Grande Guerra, é possível calcular a composição de estrelas na mesa de trabalho. O primeiro a tentar tal façanha foi Robert Emden, catedrático de Termodinâmica da Escola Politécnica de Munique, Alemanha Federal. Com o seu livro "Bolas de Gás", publicado em 1907, Emden consagrou-se como clássico da teoria da composição estelar. Em seguida, houve Arthur Eddington, na Inglaterra, mais tarde vieram Thomas Cowling e Subrahmanyan Chandrasekhar. Nos anos 20 e 30 construíram "modelos de estrelas" que, *grosso modo*, já revelavam alguma coisa do interior dos astros.

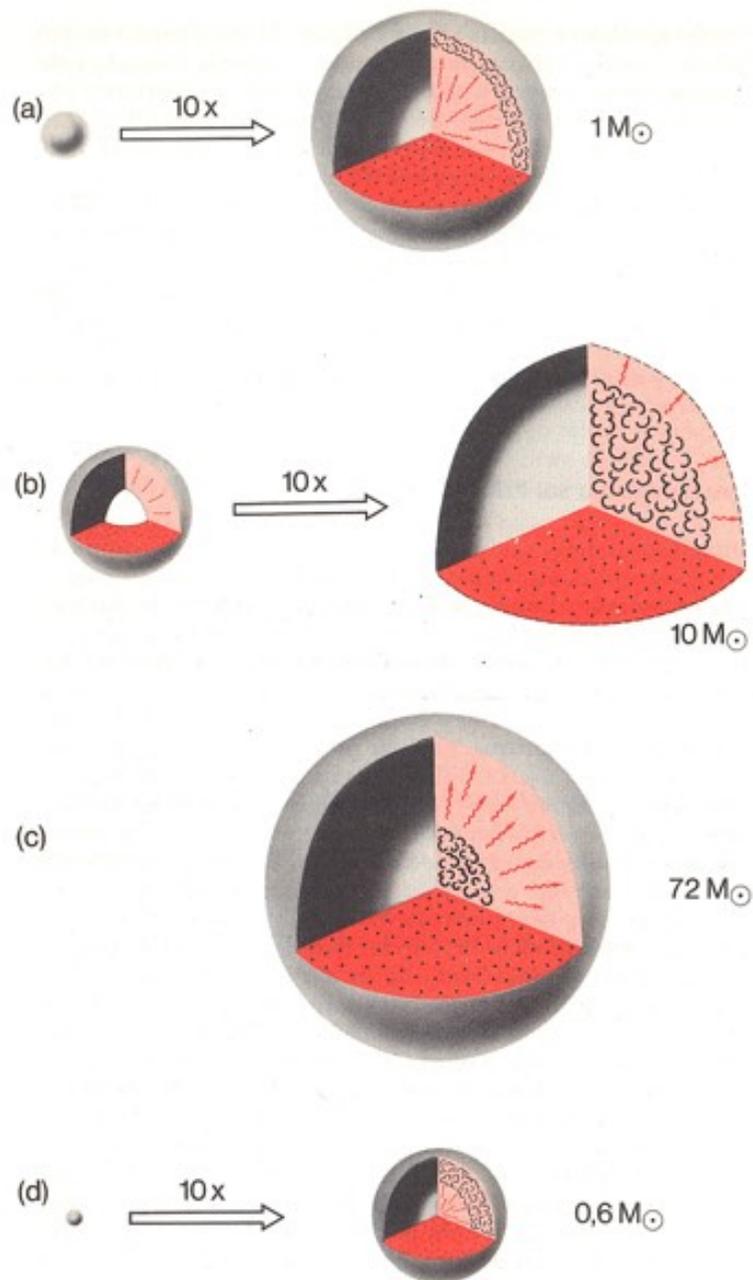
Com o progresso da computação moderna, o problema pôde ser atacado de novo e a sua simulação ser reproduzida em computador. Foi preciso ensinar as máquinas eletrônicas a calcular as leis que regem a composição das estrelas. Foi preciso armazenar nelas dados das propriedades da matéria estelar, quer dizer, programar na sua memória eletrônica dados tais como a pressão do gás estelar referente a todas as densidades e temperaturas em questão. Foi preciso programar, igualmente, as leis segundo as quais o hidrogênio da matéria estelar se trans-

forma em hélio e quanta energia é liberada nesse processo. Foi preciso ensinar ao computador como a energia liberada pela matéria estelar encontra seu caminho do interior da estrela para sua superfície, no caso de ser transportada pela irradiação ou pela convecção. Foi preciso reunir todos esses dados individuais em um programa global, de computador.

Hoje em dia, é possível reproduzir no computador réplicas de estrelas e, em teoria, processar nele a evolução delas. O computador fornece longas listas, para as diversas camadas da estrela, dando a temperatura, densidade, pressão de gás e intensidade do jato de energia dirigido para fora. Tal espécie de lista descreve a composição de uma estrela em um dado momento e dizemos, então, que o computador forneceu um *modelo de estrela*.

Um Modelo do Sol Primordial

Imaginemos, pois, que dispomos de tal programa de computador e de um computador, suficientemente sofisticado para a sua elaboração. Começemos a construir modelos de estrelas. Primeiro, é preciso determinar a composição química que pretendemos dar à matéria estelar. Convencionemos a mistura dos elementos químicos que observamos no Sol e reencontramos em quase todas as estrelas. Suponhamos, então, que 1 kg de matéria estelar contenha 700 g de hidrogênio e 297 g de hélio, com os restantes 3 g divididos entre os demais elementos pesados, principalmente o carbono e o oxigênio. Esta exata mistura deve sempre estar programada no computador para os subseqüentes cálculos das propriedades do material, sobretudo da permeabilidade de irradiação da matéria estelar. Agora, só falta programar o volume da matéria, que pretendemos colocar no nosso modelo de estrela. Para tanto, especificamos a massa contida no Sol. Com a ajuda das leis da Natureza, resumidas no programa do computador, e das propriedades de material nele programadas, ele calcula um modelo de estrela. Hoje em dia, os computadores trabalham com tamanha velocidade, que tal problema é equacionado em menos de um minuto. O modelo de estrela, com base nos dados do Sol, sai em proporções um pouco menores do que as do nosso Sol legítimo; seu diâmetro é de somente 92% do diâmetro solar e sua irradiação de energia fica aquém daquela por nós esperada, pois perfaz somente 75% da efetiva intensidade da irradiação solar. A temperatura de superfície, da ordem de 5.620 °C, fica 180 graus mais baixa. Por ora, não trataremos dessas diferen-



ças, mas sim estudaremos o modelo de estrela um pouco mais de perto. No diagrama HR, ele está posicionado muito bem na seqüência principal, um pouco abaixo do Sol verdadeiro.

A fig. 4-2(a) mostra o interior do nosso modelo de estrela*. Daqui por diante, será repetida várias vezes a maneira de ilustração usada nesta figura e explicada, pormenorizadamente, na respectiva legenda.

No centro do nosso modelo a densidade da matéria é de 100 g/cm^3 , umas treze vezes a densidade do ferro sólido. A pressão é de 200 bilhões de atmosferas. A temperatura na região central é de 30 milhões de graus centígrados. Esta temperatura promove reações nucleares; a cadeia próton-próton gera energia nuclear! Logo, temos uma estrela que supre a intensidade de seu brilho com a fusão do hidrogênio! A energia das regiões internas é transportada para fora mediante a radiação; todavia, nas camadas externas, este mecanismo de transporte não dá conta do recado e a energia chega à superfície mediante a convecção. Massas de gás sobem e descem, exatamente a exemplo do que se observa na granulação da superfície do Sol.

Em resumo: da matéria de composição química igual à do Sol e da massa solar, acabamos de construir um objeto que, no diagrama HR, está posicionado na seqüência principal; ele queima hidrogênio em seu interior, transformando-o em hélio; suas camadas externas apresentam características de con-

* Apesar de muitos astrofísicos terem calculado modelos do Sol antes e depois de Kurt von Sengbusch, tomei por base os algarismos dos modelos elaborados por esse cientista em 1967 e descritos em sua dissertação na Universidade de Göttingen. Em outra parte, quando tratar da evolução do Sol, basear-me-ei também nos resultados obtidos por Sengbusch.

Fig. 4-2. Composição interna de modelos de estrelas, de massas diversas. A massa é indicada em unidades da massa solar, M_{\odot} . Nos desenhos parciais (a), (b), (d), as estrelas aparecem à esquerda, na mesma escala que também foi adotada para o desenho parcial (c). A fim de demonstrar de maneira mais explícita a composição interna, em (a) e (d) os modelos de estrelas aparecem dez vezes ampliados e em (b) foi ampliada somente a região interna, à esquerda, deixada em branco. As três faces de corte representam, respectivamente, a composição química (embaixo), a geração energética (à esquerda, em cima) e o transporte de energia (à direita, em cima). Os pontos na face do corte inferior indicam as regiões nas quais os elementos químicos ainda se encontram em sua primitiva proporção de mistura. Logo, em todos os modelos de estrelas, prevalece a mistura original, rica em hidrogênio. Áreas claras na face do corte, à esquerda, em cima, indicam onde a energia está sendo liberada, pelas reações nucleares. Setas onduladas na parte de cima, à direita, mostram onde a energia está sendo transportada por radiação. Áreas nubladas indicam onde está sendo transportada por convecção, levando-a para fora.

vecção, iguais às do Sol; nas suas demais propriedades assemelha-se a este nosso astro principal.

Pois bem, por que não obtivemos logo o Sol, por que há aquelas diferenças? Será que o nosso programa estaria falho em alguma parte? Conforme veremos, as diferenças em comparação com o Sol legítimo são devidas ao fato de termos conferido à nossa matéria solar uma composição química uniforme. O Sol verdadeiro já está brilhando no céu, desde há mais de 3 bilhões de anos e, desde há muito, nas suas regiões centrais, o hélio recém-formado deve ter-se enriquecido. Esta contingência deixou de ser considerada. Construímos um Sol e fizemos de conta que o seu centro apresentaria uma composição química idêntica à exibida pelo seu exterior. Logo, construímos um Sol, cuja combustão nuclear acabou de iniciar-se, um Sol nos primórdios de sua vida. Construímos o *Sol Primordial*. Contudo, antes de tratarmos de acompanhar o caminho percorrido por aquele Sol Primordial até o Sol hodierno, repetiremos a mesma equação aritmética para estrelas de massa diversa, mas de matéria química idêntica.

Está sendo Encontrada a Seqüência Principal Primordial

Vamos usar matéria de composição química igual à do Sol, mas encomendamos ao computador a construção de um modelo de estrela com duas vezes a massa solar. Em pouco mais de um minuto, o computador fornece os dados deste novo modelo. A estrela descrita também recebe a sua energia da fusão do hidrogênio. Destarte, podemos programar toda uma série de massas e mandar calcular os respectivos modelos de estrelas. E o que é que se verifica em todos eles? Em cada caso, a estrela vive da fusão do hidrogênio. Porém, enquanto as estrelas de aproximadamente uma massa solar e as de menor massa obtêm sua energia nuclear da cadeia próton-próton, nas estrelas de massa maior, o hidrogênio é transformado em hélio, passando pelo ciclo do carbono.

Para cada modelo de estrela, o computador fornece também a respectiva intensidade de irradiação e temperatura de superfície. Com isto temos condições de marcar no diagrama HR os nossos modelos de estrelas, queimando hidrogênio (fig. 4-3). E, veja só, no diagrama todas elas se posicionam em uma linha, que vai de cima, à esquerda, para baixo, à direita; as de massa maior ficam em cima e as de massa menor, embaixo. Acabamos de redescobrir a seqüência principal; desta vez, não pela observação das estrelas, mas sim pelos dados saídos do compu-

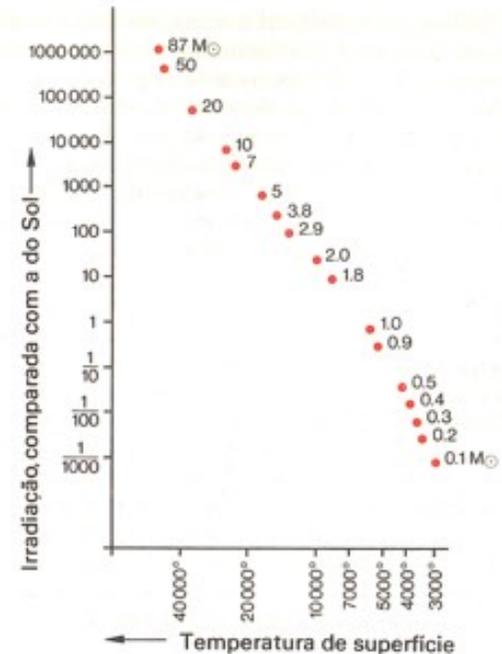


Fig. 4-3. Uma série de modelos de estrelas, de massas diversas (todas são compostas da mesma mistura química, rica em hidrogênio), formando uma seqüência principal no diagrama HR, com todas as características próprias da seqüência principal observada. As massas dos diversos modelos são indicadas em unidades de massa solar (M_{\odot}). Nota-se como a irradiação das estrelas da seqüência principal se intensifica fortemente com o crescimento da massa.

tador, que descrevem estrelas de massas diversas, com combustão de hidrogênio. Enquanto, outrora, com base na expectativa da vida do Sol e das demais estrelas da seqüência principal, apenas presumíamos que a intensidade da sua irradiação fosse garantida pela fusão do hidrogênio, entretentes, tal suposição tornou-se uma certeza. A seqüência principal é o lugar onde, no diagrama HR, se posicionam as estrelas que vivem da energia nuclear do hidrogênio!

Da mesma forma, mais outra propriedade das estrelas da seqüência principal vem sendo indicada pelos modelos teóricos de estrelas; isto já foi sugerido em outra parte, pois trata-se do relacionamento observado entre a massa e a intensidade de brilho. Quando se constrói um modelo de estrela para dez massas solares, presumivelmente, a sua irradiação é mais intensa do que a de um modelo de uma massa solar e tal intensi-

ficação do brilho, proporcional à massa do modelo de estrela, confere muito bem com o relacionamento massa/intensidade de brilho, observado conforme mostra a fig. 2-4.

Para todos os modelos de estrelas, obtidos desta maneira, vale o que já frisamos para o caso do Sol: reproduzem as estrelas na época do início da fusão do hidrogênio. Eles representam as *estrelas primordiais*. Por conseguinte, a seqüência principal delas reproduzida não é a das estrelas observadas no céu, mas sim a seqüência principal das estrelas primordiais, ou seja, a *seqüência principal primordial*. Todavia, visto que as estrelas não mudam muito — enquanto não revelam nítidos sintomas de exaustão — a seqüência principal primordial difere bem pouco da seqüência principal observada no firmamento.

Considerando que os modelos de estrelas conferem, quanto a seus fenômenos observados de fora, com as estrelas verdadeiras no céu noturno, seria lícito esperar que também sua parte interna fosse corretamente reproduzida nos modelos fornecidos pelo computador. Assim sendo, o computador permitir-nos-ia dar uma boa olhada no interior estelar, inacessível às observações astronômicas. Já fizemos isto no caso do Sol; a seguir, faremos levantamento idêntico de mais duas estrelas, sendo uma rica em massa e a outra pobre em massa.

O Interior da Estrela *Spica*

Tomemos como exemplo de uma estrela rica em massa um modelo de estrela construído com até dez vezes de massa solar. Como também a estrela *Spica* é de aproximadamente dez massas solares de matéria, o modelo fornecido pelo computador deveria reproduzir as propriedades de *Spica*. De fato, a temperatura de superfície e a intensidade de brilho conferem muito bem com os respectivos valores de *Spica*. Qual a aparência interna do modelo da estrela? A temperatura na região central é de 28 milhões de graus centígrados. A energia liberada no centro provém do ciclo de carbono. A intensidade de brilho é produzida dentro de uma esfera, cujo diâmetro é cinco vezes menor do que o diâmetro de toda a estrela. Ali é gerada tamanha energia a ponto de não poder ser transportada pela radiação, tornando-se mister recorrer à convecção; os 22% mais centrais da massa da estrela estão em estado de convecção (fig. 4-2(b)). Fora desta área, a energia é transportada por radiação. Quanta de luz procuram o seu caminho para fora; eles são constantemente detidos e desviados por átomos e elétrons, até que enfim alcançam a superfície e nela determinam a intensidade de bri-

lho da estrela. No centro, a densidade é de 8 g/cm^3 ; portanto, lá, a densidade da matéria estelar, ainda em estado gasoso, iguala a do ferro sólido. A pressão exercida pela matéria estelar sobre o seu centro em função do seu próprio peso, é de 35 bilhões de atmosferas. É assim como se nos afigura o interior de *Spica*, a estrela mais clara na constelação de Virgem.

Em todas as estrelas, cujo volume de massa supera consideravelmente o do Sol, o transporte de energia, em sua região central, é feito por convecção, a exemplo do que acontece com *Spica*. Isto se observa também no modelo de uma estrela de 72 massas solares, conforme fig. 4-2(c). Esta figura mostra também como as estrelas da seqüência principal, mais ricas em massa, apresentam diâmetro maior.

Já tratamos do modelo do Sol Primordial. A seguir, trataremos de uma estrela de massa consideravelmente menor do que a do Sol.

A Anã Vermelha na Constelação de Cisne.

Na constelação de Cisne — em latim, *Cygnus* — há uma estrela conhecida de todos os astrônomos como *Cygni 61*. Ela tornou-se célebre, porque nela foi testado, pela primeira vez, um método novo de calcular distâncias. Isto aconteceu entre 1837 e 1838 e foi realizado por Friedrich Wilhelm Bessel, de quem já falamos por ocasião do descobrimento do satélite de *Sirius* (Vide Anexo B).

A rigor, *Cygni 61* é um sistema de estrelas duplas; duas estrelas de 0,5 e 0,6 de massa solar, respectivamente, orbitam em torno de um centro de gravidade comum e levam 720 anos para completar uma órbita. A nós interessa mormente *Cygni 61 A*, a estrela de massa maior; ela é uma estrela da seqüência principal e sua temperatura de superfície é da ordem de 4.000 graus centígrados. É menor e consideravelmente mais fria do que o Sol e pertence às estrelas vermelhas; é uma *anã vermelha*.

Quando o computador fornece o modelo de uma estrela de 0,6 de massa solar, ele apresenta, aproximadamente, as mesmas propriedades da *Cygni 61* e no diagrama HR posiciona-se no mesmo lugar dela. Como fica o interior dessa anã vermelha? A fig. 4-2(d) ilustra o modelo. No centro, a temperatura é de somente 8 milhões de graus centígrados. Todas as reações nucleares processam-se pela cadeia próton-próton. A densidade central da estrela acusando 65 g/cm^3 é inferior à do centro do Sol. A pressão central de 75 bilhões de atmosferas assemelha-se à encontrada em *Spica*. No centro, a energia é transpor-

tada pela radiação. Na parte externa, há convecção, a exemplo do que acontece no Sol, mas em âmbito bem mais espesso. Aliás, as estrelas vermelhas caracterizam-se por espessas zonas externas de convecção.

Quanto mais se desce na seqüência principal para a região das anãs mais frias e, portanto, mais vermelhas, tanto mais espessas se apresentam as zonas de convecção externas. No caso de uma estrela compor-se de somente alguns décimos da massa solar, sua matéria toda, da superfície até o centro, está em movimento de convecção.

Propriedades da Seqüência Principal Primordial

Nesta altura, já chegamos a conhecer, *grosso modo*, as propriedades das estrelas da seqüência principal. Com isto já conseguimos muita coisa, considerando que mais de 90% de todas as estrelas são da seqüência principal. Sabemos que todas elas vivem da fusão, transformando hidrogênio em hélio. As propriedades do átomo de hidrogênio determinam a economia energética e, com isto, as propriedades externas das estrelas da seqüência principal. Como delas fazem parte a cor e a claridade — ou seja, atributos que podemos verificar a olho nu, no céu noturno — de certo modo, somos motivados a dizer que, nas estrelas, distinguimos as propriedades do átomo de hidrogênio, projetadas no firmamento. Se tal átomo tivesse propriedades diferentes, a aparência das estrelas seria outra.

Até onde se estende a seqüência principal? Será que a Natureza pode produzir uma estrela, com qualquer volume dado de matéria rica em hidrogênio, que, então, vive da fusão do hidrogênio? Até onde se estende a seqüência principal, em direção descendente, das estrelas de pouca massa? Haveria estrelas compostas de volume de massa tão restrito que chegaria igualar-se ao do homem terrestre?

Quando o computador reproduz estrelas a partir do tamanho de uma massa solar e sucessivamente menores, a temperatura na região central desses modelos torna-se sempre mais baixa. Logo, a cadeia próton-próton já nem mais pode completar-se. Frequentemente costuma faltar a última reação, a união de dois núcleos de He^3 , e a transformação do hidrogênio em He^4 deixa de realizar-se. Quando se desce para uns 8 centésimos da massa solar, a estrela não queima mais o seu hidrogênio, pois a temperatura no seu interior é insuficiente para promover a fusão dos núcleos de hidrogênio. Portanto, as estrelas da seqüência principal, ou seja, as que vivem da fusão do

hidrogênio, devem ser de, no mínimo, 1 décimo da massa solar. É ali onde termina a seqüência principal. Aliás, o computador entra em greve, quando dele se exige a construção de modelos de estrelas de massa menor, queimando hidrogênio. Supondo que, em uma gigantesca experiência no universo, se tentasse formar uma estrela com 1 milésimo de massa do Sol, o resultado final poderia dar tudo, até um corpo parecido com um planeta, mas nunca uma miniestrela queimando hidrogênio.

O que acontece, então, com as estrelas ricas em massa da seqüência principal? Qual o resultado a ser obtido do computador, quando dele se pede a elaboração de um modelo de estrela de cem, mil, um milhão de massas solares? Ele efetivamente fornece modelos de estrelas com tais massas gigantescas. No entanto, elas têm uma propriedade bastante peculiar; ao serem comprimidas, mesmo de leve e por um breve instante só, sua região central fica consideravelmente mais densa e lá a temperatura sobe proporcionalmente. A fusão do hidrogênio, que, nessas estrelas, se processa pelo ciclo do carbono, fica aquecida com essas temperaturas a ponto de a energia liberada fazer com que a matéria estelar comprimida seja expelida para fora. Em seguida, a região central resfria-se, a produção de energia nuclear diminui, a pressão do gás é reduzida e a gravidade torna a atrair sobre o centro a matéria em movimento para fora. Essas massas, então, caindo para dentro, comprimem a região central e o ciclo recomeça.

Cálculos mais exatos, referentes a este processo, conforme estão sendo feitos atualmente por Immo Appenzeller, astrônomo que trabalha em Heidelberg, Alemanha Federal, indicam que tais oscilações aumentam até que, com cada expansão, uma pequena parte das camadas externas da estrela seja expelida para o espaço, com tamanha velocidade, que impede o seu retorno. Com cada oscilação a estrela perde da sua massa e tal perda continua até que o nosso superastro retenha tão-somente 90 massas solares. Ai, então, o círculo vicioso fica encerrado. A região central não se aquece muito ao ser comprimida, o processo nuclear não reage mais fornecendo tal superprodução, a oscilação não se intensifica. A estrela torna-se um astro normal da seqüência principal, de 90 massas solares, e tranqüilamente queima o seu hidrogênio.

Nesta altura, seria lícito opinar que tudo aquilo acontece tão-somente quando — conforme suposto, inicialmente — o nosso superastro ficar comprimido, pois, seguindo a nossa linha de especulações, seria somente nesse caso que se iniciaria o ciclo intensificado da expansão e redução. Por sorte, no univer-

so, não há ninguém a comprimir as estrelas. No entanto, convém lembrar que basta mesmo a mais leve compressão para pôr em movimento as oscilações, o menor desvio de equilíbrio. O mundo está sempre cheio de interferências. Embora ninguém de fora, tenha poderes de influir na estrela, bastam os movimentos dos átomos em seu interior, ou até os movimentos da sua matéria nas regiões onde a energia está sendo transportada para fora, pela convecção, para acelerar as oscilações e fazê-las continuar, até a estrela perder volume suficiente da sua massa.

Destarte, encontramos um terminal superior, normal, da seqüência principal de nossos modelos de estrelas. Também este detalhe se enquadra perfeitamente em nossas observações. Jamais ninguém encontrou uma estrela de massa substancialmente maior a ponto de ultrapassar os extremos limites superiores, teoricamente predeterminados.

Enfim, os modelos fornecidos pelo computador deram mais ou menos certo, embora descrevessem estrelas primitivas, estrelas que acabavam de nascer. O hidrogênio nas suas regiões centrais diminui em seguida, a começar pelas estrelas ricas em massa, porém depois de um período de tempo suficientemente prolongado, isso acontece também com as estrelas de menor volume de massa. As estrelas começam a envelhecer. No próximo capítulo trataremos deste processo de envelhecimento, demonstrando-o em um modelo do Sol.