

6 — O *Curriculum Vitae* das Estrelas Ricas em Massa

Contudo, a experiência com o cloro-neutrino, até hoje ainda não explicada devidamente, deixou de ofender os brios dos astrofísicos, pois, em compensação, há outros exemplos revelando como os cálculos por meios eletrônicos conferem, e de maneira bastante razoável, com aquilo que se observa no firmamento. Este ponto será exposto no presente capítulo, tratando da evolução das estrelas substancialmente mais ricas em massa do que o Sol. Como as estrelas mais ricas em massa consomem mais depressa as suas reservas de energias nucleares, elas encontram-se no céu em adiantado estado de exaustão. Com elas, o astrofísico pode verificar se aquilo, que o computador apura dessas fases evolutivas, de fato confere com os processos reais, desenrolados no universo.

No entanto, foi áspero e difícil o caminho até se chegar a reproduzir no computador estrelas em fases adiantadas de sua evolução. Em absoluto, não era o caso de com computadores sofisticados, surgidos depois da Segunda Grande Guerra, ficarem os cálculos automaticamente melhores e mais precisos.

Talvez o leigo possa estranhar que um computador sofisticado não baste por si só, para equacionar determinado problema aritmético, mas para tanto, freqüentemente, sejam necessários novos processos matemáticos. Em geral, não resta dúvida de que os astrônomos podem trabalhar melhor quando, para suas observações do firmamento, dispõem de um novo telescópio, um novo satélite astronômico; por outro lado, parece menos óbvio o fato de semelhante progresso também poder ser alcançado com a invenção de novos métodos aritméticos. Evidentemente, tais processos de cálculo não podem ser exibidos em modelos de madeira ou cartolina, eles não aparecem em dias coloridos e tampouco são inaugurados com a presença do titular do ministério competente.

Louis Henyey e o Método de Henyey

Depois do período áureo de 1955 e a conclusão do trabalho de Hoyle e Schwarzschild, a teoria do desenvolvimento de

astros comparáveis ao Sol, ou seja, de massa semelhante à solar, entrou numa fase de estagnação. No âmbito das gigantes vermelhas, os modelos acusavam, no seu centro, temperaturas de 100 milhões de graus centígrados, momento exato para iniciar-se a fusão do hélio. No entanto, o processo falhou, tão logo as primeiras reações nucleares dessas novas fontes energéticas começaram a afetar-se nos modelos. Já se sabia que, com essas estrelas, a queima do hélio dar-se-ia de maneira acelerada e violenta. Isto já fora demonstrado por Leon Mestel em 1952, quando apresentou a sua dissertação em Cambridge; porém, até então, não se cogitava da eventualidade de o computador recusar, em princípio, a elaboração de modelos, com base nos métodos convencionais.

E as coisas ainda pioraram com as estrelas ricas em massa. Nesse caso, conseguiu-se calcular o consumo progressivo do hidrogênio nas regiões de propagação; porém, tão logo surgiram legítimos efeitos de exaustão, o computador entrou em greve. Sequer deu para reproduzir os modelos de estrelas do âmbito das gigantes vermelhas, façanha lograda por Hoyle e Schwarzschild para os astros parecidos com o Sol. Em fins dos anos 50, nada mais deu certo.

Ao mesmo tempo, a indústria eletrônica lançava uma série de novos modelos de computadores, com um mais sofisticado e aprimorado do que o outro. Mas isto em nada nos ajudou. Hoyle e seus colaboradores tentaram acompanhar, com seus cálculos, o desenvolvimento de estrelas ricas em massa, sem lograr grande coisa. Schwarzschild tentou, inutilmente, abrir caminho através da fase da queima do hélio, em astros semelhantes ao Sol. Concomitantemente, no Japão, um grupo, chefiado pelo físico Chushiro Hayashi, trabalhou com modelos muito simplificados; com simples calculadoras de mesa, em um trabalho quase artesanal, tentaram descobrir o destino de um astro rico em massa, depois de esgotado o seu hidrogênio. Em data posterior, os trabalhos realizados pelos japoneses revelaram-se como os que mais perto chegaram dos fatos reais. No entanto, primeiro era preciso inventar um novo método de cálculo.

No lado da Lua, oposto ao sol, há a cratera Henyey; em 1970, a União Internacional de Astronomia deu esse nome à cratera, em homenagem a Louis Henyey, falecido em inícios daquele ano. Henyey trabalhou em diversos campos da Astrofísica e, decerto, o seu maior mérito, que mais influiu no progresso astrofísico, é a sua invenção de um método de cálculo, hoje comumente denominado de *Método de Henyey*.

Em agosto de 1961, a União Internacional de Astronomia rea-

lizou a sua assembléia geral em Berkeley, na Califórnia. Foi este o primeiro acontecimento do gênero para o qual fui convidado e tive ocasião de assistir. Poucos dias antes, um muro havia sido levantado em Berlim e um jovem astrônomo da cidade de Iena, Alemanha Oriental, então em visita a parentes em Berlim Ocidental, teve de decidir-se entre voltar para o Leste ou ficar do lado oeste do muro. Alfred Weigert, o astrônomo de Iena, resolveu ficar no Oeste e logo chegou a desempenhar um papel de destaque nas pesquisas relacionadas com os problemas tratados neste livro.

Todavia, voltemos à assembléia em Berkeley, na qual foram proferidas numerosas conferências sobre assuntos especializados. Uma dessas conferências era de Louis Henyey, então membro do Departamento de Astronomia da Universidade de Berkeley; ele falou de um novo método para o cálculo de modelos de estrelas. Já corriam rumores, anunciando que Henyey teria inventado um novo processo, pois, alguns anos atrás, seu grupo havia publicado uma matéria a respeito. Contudo, aquilo que então era exposto como método novo, era pouco elucidativo e ninguém, provavelmente nem o próprio Henyey, logrou resultados válidos com aquele processamento. No entanto — foi o que se falou — entretentes, o método fora consideravelmente simplificado e aprimorado.

Henyey não é daqueles que têm pressa em publicar e divulgar procedimentos novos, inéditos. Por causa disso, naquela tarde, lá estavam reunidos todos os interessados no progresso da teoria da evolução estelar, para assistir à sua conferência. Apesar de nada entender do assunto, fiz todas as anotações possíveis. Quando, após aquele seminário, trabalhei por seis meses com Martin Schwarzschild, em Princeton, testemunhei como, em suas notas, Schwarzschild reconstruiu todo o processo demonstrado por Henyey. Em seguida, comecei a reler as minhas anotações e, dentro de poucos dias, cheguei a entender como funciona o método de Henyey. Schwarzschild aplicou-o logo ao problema da queima do hélio em astros parecidos com o Sol, em cuja solução estava empenhado durante toda aquela época. Em pouco tempo, ele venceu esta curta fase, quase explosiva do desenvolvimento estelar. O método de Henyey possibilitou a Schwarzschild acompanhar uma estrela através de uma fase evolutiva, antes inacessível aos estudos da matéria!

Em seguida, passei uma temporada em Pasadena, Califórnia e, em 1962, voltei para Munique, Alemanha Ocidental, levando comigo as minhas elaborações do método de Henyey.

Entretentes, Alfred Weigert veio a trabalhar no Instituto

Max Planck, recém-transferido para Munique. Ele e uma jovem matemática, especializada em cálculos de seguro, Emmi Hofmeister, ofereceram-se para construir comigo modelos de estrelas, segundo o método de Henyey. Para tanto, eram ótimas as condições de cálculos por meios eletrônicos, oferecidas pelo Instituto de Astrofísica, saído do antigo Departamento de Astrofísica do Instituto de Física; e, com isso, o caminho estava livre, desimpedido. Era nossa intenção acompanhar a evolução de estrelas ricas em massa, a partir da seqüência principal até para dentro do âmbito das gigantes vermelhas, ou seja, estrelas com as quais os métodos convencionais falharam, tão logo elas se preparavam para abandonar a seqüência principal.

Em março de 1963, o nosso astro — escolhemos um com massa sete vezes a do Sol — já havia abandonado a seqüência principal; já estava se expandindo para uma gigante vermelha e havia começado com a fusão do hélio para carbono. Despachamos um telegrama para Henyey, em Berkeley, dizendo: "O método de Henyey está dando certo em Munique. Obrigados!".

Naquelas semanas começou a história de uma estrela de sete massas solares.

A História de um Astro de Sete Massas Solares

Por que, justamente, sete vezes a massa do Sol? A razão pela qual escolhemos para os nossos cálculos justamente um astro desta grandeza prende-se ao fato de termos admitido, com alguma certeza, que, em suas ulteriores fases evolutivas, ele passaria por um estado em que apresentaria todas as propriedades de um certo tipo de astros variáveis, a saber, de *estrelas Delta de Cefeú*. Até então, ninguém logrou acompanhar um processo em cujo desenrolar uma estrela comum da seqüência principal chegasse a tornar-se uma estrela Delta de Cefeú. Agora, graças ao eficiente método de Henyey, havia a esperança de alcançar tal meta e, de fato, ao aplicar tal processamento, pudemos observar como o nosso astro passou várias vezes por tal estado de variabilidade. Disto trataremos ainda em outra parte. Por ora, quero expor tão-somente o comportamento de um astro com sete massas solares, em suas diversas seqüências consecutivas.

Começemos com a fase da seqüência principal. Em seu interior, o astro ainda continua composto uniformemente de

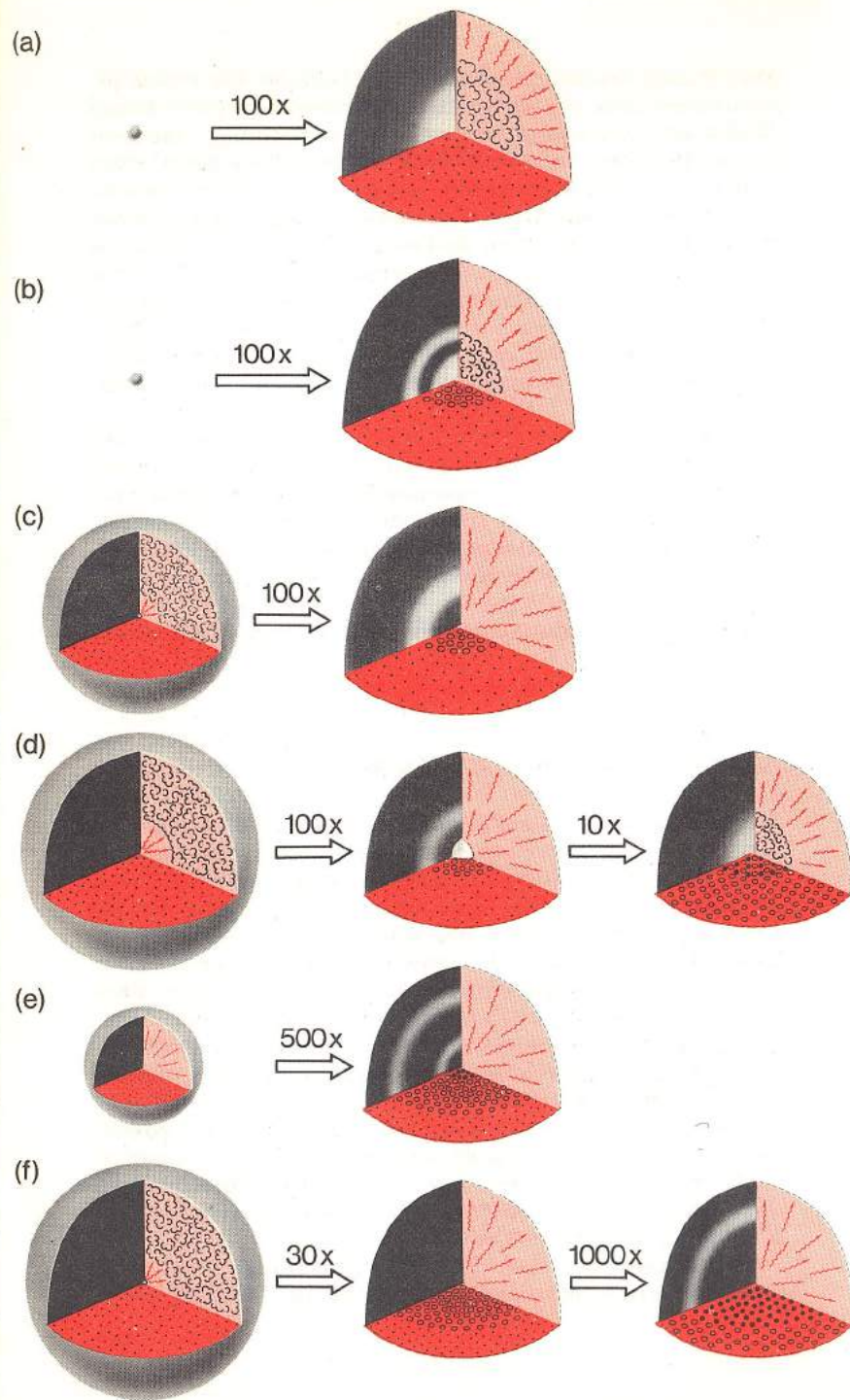


Fig. 6-2. Vias evolutivas de estrelas de massa diversa. Os números que aparecem nas vias indicam a respectiva massa, em unidades de massa solar. Enquanto a via para uma massa solar — já a conhecemos pela fig. 5-1 — conduz à região das gigantes vermelhas, as vias evolutivas de estrelas mais ricas em massa levam para as estrelas vermelhas ainda maiores, na região das supergigantes. As letras em vermelho, marcando a via evolutiva da estrela de sete massas solares, referem-se aos modelos dos desenhos parciais da fig. 6-1. As duas linhas retas, tracejadas em paralelo, delimitam a faixa na qual se encontram as estrelas Delta de Cefeiu.

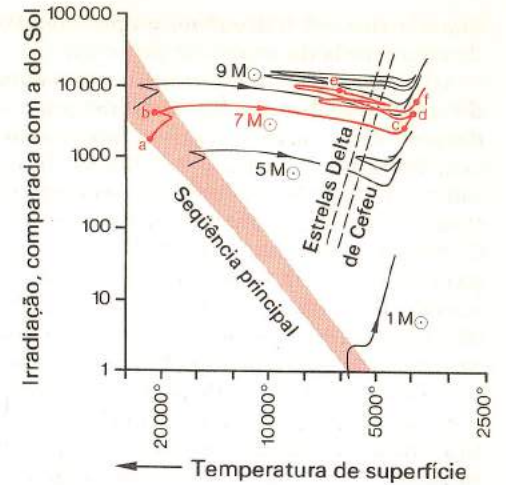


Fig. 6-1. Composição interna de uma estrela de sete massas solares, em diversas fases de seu desenvolvimento. A esquerda, a estrela sempre aparece em escala idêntica; seu interior, à direita, é bastante ampliado. Para posteriores fases evolutivas foi preciso realçar sua região interna, por meio de duas ampliações. Os símbolos são os mesmos das figs. 4-2 e 5-2. Após a ignição do hélio forma-se o carbono; representado no desenho por pequenos círculos cheios, pretos. (a) Modelo da seqüência principal, primordial, com região central, onde a energia é transportada por convecção. (b) A estrela, 26 milhões de anos mais tarde. Seu diâmetro ainda não mudou, porém, na região central já começa a transformação da combustão central, dirigida para a combustão nas calotas, conforme se nota pela face do corte, à esquerda, em cima. (c) 26,5 milhões de anos após a ignição do hidrogênio formou-se uma esfera de hélio, no centro. A fusão do hidrogênio processa-se agora dentro de uma calota. O raio da estrela aumentou. A estrela tem uma espessa zona externa, onde a energia é transportada por convecção, conforme se nota na face do corte, à direita, em cima, no desenho parcial, à esquerda. (d) 100.000 anos depois já há a ignição do hélio. Nesta fase, a estrela vive da sua calota externa, rica em hidrogênio, e da fusão do hélio, no centro. A estrela ficou ainda maior. (e) 34 milhões de anos após a ignição do hidrogênio, o hélio no seu centro está esgotado. A estrela vive então de duas fontes, em duas calotas, a saber, na calota externa queima o hidrogênio, na interna, o hélio. A estrela diminuiu temporariamente de tamanho e perdeu sua zona externa, na qual a energia é transportada por convecção. (f) Dois milhões de anos mais tarde, a estrela tornou a ser uma supergigante vermelha. A fonte na sua calota, queimando hidrogênio, ficou temporariamente extinta e a estrela vive exclusivamente da fusão do hélio. Sua estrutura química já se tornou bem complicada. Por fora, ainda persiste a matéria original, rica em hidrogênio, debaixo há uma espessa camada de hélio, envolvendo uma minúscula bola central de carbono.

matéria rica em hidrogênio e apresenta todas as propriedades de uma estrela da seqüência principal.

As figs. 6-1 e 6-2 mostram o que acontece em seguida. Os diversos desenhos da fig. 6-1 ilustram a composição interna, durante várias fases evolutivas, a começar com o modelo inicial, homogêneo, da fig. 6-1 (a). O diagrama HR da fig. 6-2 indica o caminho da evolução enveredado pelo astro, junto com os caminhos evolutivos de estrelas com massa diversa. Começa na seqüência principal e, como era de esperar-se, leva para o âmbito das gigantes vermelhas. Conforme já tivemos ocasião de verificar, as reservas de hidrogênio de uma estrela dão para muito tempo. *Grosso modo*, a fig. 2-11 mostra como um astro de sete massas solares pode viver do seu hidrogênio por alguns 10 milhões de anos. Somente no decorrer de períodos tão prolongados é que o hélio no núcleo de propagação fica substancialmente enriquecido, ao passo que há poucas mudanças a registrar na estrutura global do astro. Seu raio aumenta um pouco, sua temperatura de superfície cai ligeiramente, para tornar a subir em seguida, sua luminosidade torna-se um pouco mais intensa. Correspondentemente, a estrela se desloca no diagrama HR (vide fig. 6-2), primeiro, lentamente para a direita e, depois, outra vez para a esquerda. Ao longo de todo esse tempo, o astro permanece na faixa da seqüência principal. Uns 26 milhões de anos após a ignição do hidrogênio, suas reservas energéticas nucleares estão esgotadas; então, o astro fica sujeito a transformações essenciais.

A geração de energia na região central torna-se insuficiente para garantir sua luminosidade. Por conseguinte, o hidrogênio começa a queimar em suas camadas mais externas, em uma região que forma uma calota ao redor do núcleo extinto e, a exemplo do que acontece com o Sol, forma-se uma fonte na calota, conforme mostra fig. 6-1 (b). No lado externo dessa calota ainda persiste matéria originalmente rica em hidrogênio, enquanto, no interior da fonte na calota, em breve há somente hélio. Nesta altura, o astro possui um núcleo de hélio, em cuja superfície o hidrogênio se transforma em hélio.

A seguinte fase evolutiva é curta. O núcleo de hélio, dentro da fonte na calota, contrai-se e aquece, enquanto o invólucro da estrela se expande e, com isso, se torna progressivamente mais frio. A temperatura de superfície cai consideravelmente, mas a intensidade de seu brilho continua inalterada. No diagrama HR, a estrela desloca-se em sentido horizontal, para a direita, tornando-se assim uma supergigante vermelha (vide fig. 6-1 [c] e 6-2). Tal estado de transição processa-se em apenas 500.000 anos; nesse espaço de tempo, relativamente bre-

ve, o astro passa por todo o diagrama HR, da esquerda para a direita.

No âmbito das supergigantes vermelhas ocorre, então, um novo fenômeno. Com o resfriamento, as camadas externas tornaram-se mais impermeáveis à radiação e, em conseqüência, a convecção encarrega-se do transporte da energia. A estrela acaba adquirindo uma zona externa de convecção mais grossa, que se estende da superfície bem para dentro do interior. Temporariamente, 70% de toda a massa estelar encontram-se nesse âmbito externo de convecção. No entanto, a zona da matéria em movimento, ascendente e descendente, não chega suficientemente até embaixo, de modo que possa agitar o hélio recém-formado na região central, levando-o para fora. Destarte, o hélio permanece, intocado, nas imediações do centro.

Mas, também a região central passa por uma nova fase evolutiva. Enquanto a região externa se expande, o núcleo de hélio extinto se contrai consideravelmente. Com isso, a densidade no centro aumenta a ponto de 1 cm³ passar a pesar 6 kg. A matéria assim comprimida vai se aquecendo progressivamente durante o processo, até, por fim, chegar a uma temperatura de 100 milhões de graus centígrados. Conforme já sabemos, o hélio pode transformar-se em carbono. Ao término de 26,5 milhões de anos, depois de a nossa estrela da seqüência principal ter iniciado a fusão do hidrogênio, começa a brotar uma nova fonte de energia: a fusão do hélio em carbono (vide fig. 3-4). A exemplo do que aconteceu antes com a queima do hidrogênio, nesta altura, a queima do hélio está fortemente concentrada nas regiões centrais, envolvendo o centro da estrela. Ali torna a surgir um núcleo de propagação, embora comparativamente pequeno. A partir de então, a claridade da estrela é garantida por duas fontes de energia, a saber: pela fonte na calota, onde o hidrogênio se transforma em hélio e pelas reações nucleares no centro, onde o hélio é transformado em carbono (vide fig. 6-1 [d]).

A partir deste ponto, a evolução do nosso modelo de estrela se complica. A região mais central fica enriquecida de carbono e, no decorrer do tempo, as reservas de hélio lá existentes vão se esgotando. Seis milhões de anos após a ignição, o hélio no centro está esgotado. Conforme já aconteceu uma vez, também agora torna a formar-se uma fonte na calota, onde o hélio é transformado em carbono. A estrutura química da estrela já não está mais tão simples assim. Por fora, temos, como dantes, a mistura original, rica em hidrogênio, conforme existiu quando a estrela nasceu; por baixo há uma camada

de hélio, encerrando uma esfera de carbono. Em ambas as áreas limítrofes, ou seja, lá onde a mistura original passa para o hélio e, mais para dentro, onde o carbono contorna o hélio, acontecem reações nucleares. A estrela tem agora duas fontes situadas, respectivamente, na calota interna e na externa, conforme fig. 6-1 (e). No diagrama HR ela passa, por várias vezes, de um lado para o outro; porém, durante a maior parte do tempo, permanece no âmbito das gigantes vermelhas. Em pouco tempo, a fonte na calota externa fica extinta e a estrela passa a viver unicamente da fusão do hélio (vide fig. 6-1 (f)). Os processos que se seguem são mais complicados ainda. Mais cedo ou mais tarde, a região central atinge a temperatura à qual o carbono é transformado em outros elementos e a queima nuclear continua.

Eis a história de um astro de sete massas solares, conforme nossos cálculos realizados em 1963. Desde então, muitos autores realizaram cálculos idênticos, referentes à evolução estelar, com corpos de massas diversas. Pierre Demarque e Icko Iben, nos EUA, e Bohdan Paczynski, na Polônia, entre outros, calcularam muitas vias evolutivas e compararam seus cálculos teóricos com suas observações efetivas. *Grosso modo*, é lícito dizer que as estrelas cuja massa fica na faixa de entre duas e aproximadamente sessenta massas solares revelam comportamento análogo ao que acaba de ser exposto para um astro de sete massas solares. Estrelas com menos massa evoluem, mais ou menos, como o nosso Sol.

Vias de Evolução e Diagramas de Aglomerados Estelares

Até hoje não ficou elucidada a maneira como decorre a vida subsequente das estrelas. Contudo, a parte da evolução descrita até agora já basta para fazer comparações com as observações efetivas e para examinar se aquilo que o computador nos mostra a respeito dos processos evolutivos, no interior de uma estrela, de fato confere com o que observamos no firmamento.

Conforme vimos, infelizmente não é possível fazer um controle direto mediante observações, em seqüência cronológica, a fim de averiguar se, efetivamente, as estrelas mudam em suas propriedades, tais como intensidade de brilho e temperatura de superfície, fatores determinantes para a sua passagem no diagrama HR da seqüência principal, ao longo das vias evolutivas teóricas, para o âmbito das gigantes vermelhas. Assim sen-

do, é preciso fazer outras comparações indiretas mediante a observação do céu, para avaliar o acerto da teoria. Demos mais outra olhada na fig. 6-2, que indica as fases evolutivas para uma estrela de uma massa e outra de sete massas solares. Ambas as fases levam da seqüência principal para o âmbito das gigantes vermelhas e das supergigantes. Suponhamos que ambas as estrelas teriam começado com a fusão do hidrogênio ao mesmo tempo. Aí, então, a estrela mais rica em massa desloca-se para a direita, ao cabo de uns milhões de anos, enquanto a estrela de massa menor continua na seqüência principal por bilhões de anos.

Ao observarmos aglomerados estelares, vemos estrelas de massas diversas. As de massa maior estão em fase de evolução mais adiantada do que as de massa menor, não obstante todas elas sejam da mesma idade. Nos anos 60, Alfred Weigert e eu elaboramos um método para demonstrar este efeito; o método expõe a evolução em períodos cronológicos diversos, dentro de um aglomerado estelar. Imaginamos um aglomerado estelar, artificial, abrangendo 190 estrelas de massas variando entre 23 massas solares e meia massa solar. A distribuição de freqüência dessas estrelas nas diversas categorias de massa foi suposta de modo a igualar a distribuição efetiva em um aglomerado estelar de verdade. Destarte, somente 6 estrelas possuem mais de 10 massas solares, enquanto 42 estrelas apresentam entre uma e duas vezes a massa solar. Para cada uma dessas estrelas, a evolução pode ser calculada.

Começemos, agora, com a época na qual todas as estrelas são da seqüência principal e passemos a esboçar o diagrama HR deste aglomerado estelar hipotético. Aquilo que obtemos é uma seqüência principal, perfeitamente normal (fig. 6-3 [a]). Três milhões de anos mais tarde, a estrela mais clara da seqüência principal — logicamente, é a mais rica em massa — já revela sinais de esgotamento do hidrogênio no seu centro; a estrela abandona a seqüência principal. Trinta milhões de anos após a ignição do hidrogênio, as estrelas ricas em massa já se deslocaram, sensivelmente, para a direita (fig. 6-3 [b]). Hoje em dia, algumas integrantes do nosso aglomerado estelar hipotético, a saber, as mais ricas em massa, já passaram por todas as fases conhecidas da evolução estelar e estão em um estado de desenvolvimento ainda inacessível à nossa teoria hodierna. Por conseguinte, não cabe tratar delas aqui e nos diagramas seguintes desta figura.

O diagrama HR, referente à idade de 30 milhões de anos, torna a revelar várias características observadas em diagramas HR. Em sua parte superior, a seqüência principal está ocupa-

da por estrelas de até uma certa intensidade de brilho; à direita estão as supergigantes vermelhas. A figura 6-3 (c) mostra o aglomerado estelar hipotético, 66 milhões de anos após a igni-

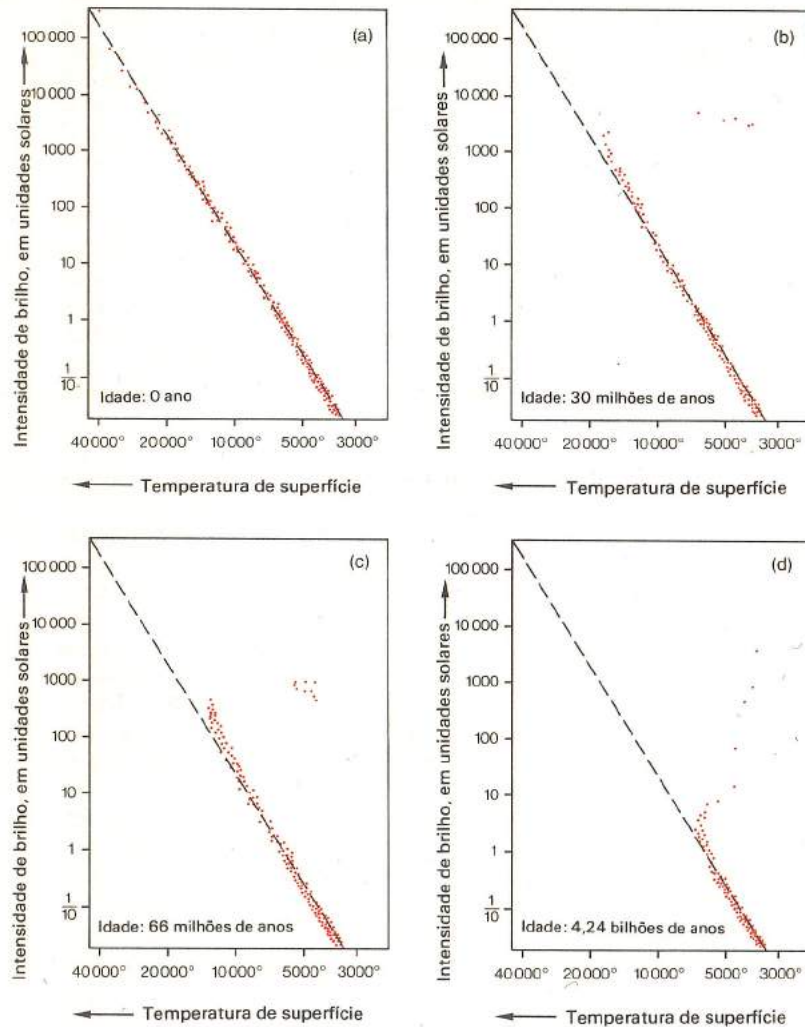


Fig. 6-3. Quatro diagramas HR de um hipotético aglomerado de estrelas, em diversas faixas etárias. Cada ponto corresponde a uma estrela de determinada massa. No decorrer do tempo, ela se move correspondentemente à sua vida evolutiva, calculada pelo computador. Os desenhos mostram as respectivas posições dos pontos para quatro épocas diferentes.

ção do hidrogênio. Em cima, a seqüência principal está visivelmente desocupada, com algumas estrelas, desta vez menos ricas em massa, no âmbito das gigantes vermelhas.

O diagrama HR do nosso aglomerado estelar hipotético, na idade madura de 4,2 bilhões de anos, aparece na fig. 6-3 (d). Nesta altura, o aspecto externo mudou muito, em comparação com diagramas anteriores. A parte inferior da seqüência principal, sua curva desviada para a direita, bem como a linha ascendente reta estão totalmente ocupadas. A mudança, em relação a diagramas anteriores, se deve ao fato de, com estrelas menos ricas em massa, as vias evolutivas tomarem rumos diferentes; pois agora tratamos de astros parecidos com o Sol, que se deslocam para o âmbito das gigantes vermelhas. A estrutura característica desse diagrama é encontrada em aglomerados estelares muito antigos, conforme demonstra a comparação do diagrama do nosso aglomerado estelar hipotético com o diagrama HR do aglomerado estelar esférico da fig. 2-9. Isso torna evidente as atuais delimitações da teoria. Embora o observador, a exemplo do teórico, ache que a parte inferior da seqüência principal está ocupada por estrelas e que, em seguida, as estrelas se agrupam ao longo de uma curva que se desvia, primeiro, para a direita, depois, para cima, além disso, ele encontra muitas estrelas dentro de uma faixa quase horizontal, cuja luminosidade, na luz visual, ultrapassa por centenas de vezes a do Sol. Este assim chamado *ramo horizontal* no diagrama HR está faltando no diagrama HR do nosso aglomerado hipotético. Evidentemente, pode ser observado num aglomerado estelar de verdade, em uma fase evolutiva que ainda não foi assimilada pela teoria. Conforme mencionado, omitimos no diagrama do aglomerado hipotético estrelas que já passaram pelas fases evolutivas conhecidas. Agora fazem falta.

Explicamos as propriedades essenciais dos diagramas de aglomerados estelares observados. Sabemos agora, precisamente, por que está ocupada tão-somente a parte inferior da seqüência principal, por que, mais em cima, as estrelas se desviam para a direita, dirigindo-se para o âmbito das gigantes vermelhas. Julgamos que nossos modelos eletrônicos reproduzem os processos verdadeiros, desenvolvidos nas estrelas. Para tanto, há ainda um outro indício.

Estrelas Pulsantes

Voltemos às fases evolutivas de um astro de sete massas sola-

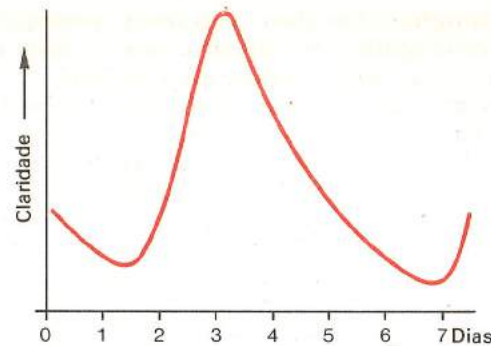


Fig. 6-4. Curva da luz da estrela Delta de Cefeu. No ritmo de um período de 5,4 dias, a clareza da estrela aumenta até o seu máximo, tornando-se mais fraca em seguida.

res. Até agora ainda não tratamos do fato de o nosso astro haver cruzado, por várias vezes, uma faixa particularmente interessante no diagrama HR, conforme mostra a fig. 6-2, com duas linhas retas tracejadas, em paralelo. É esta a faixa em cujo âmbito se posicionam todas as estrelas variáveis do tipo da Delta de Cefeu.

As estrelas Delta de Cefeu são estrelas claras, na constelação boreal de Cefeu. Em 1784, John Goodricke — em outra parte mencionaremos ainda uma descoberta importante desse inglês surdo-mudo, falecido jovem — observou que esta estrela não tem sempre a mesma luminosidade. Logo averiguou-se que, no ritmo de um período de cinco dias, ela brilha com intensidade maior e menor (vide fig. 6-4). Sua clareza máxima corresponde a uma e meia vezes a sua clareza mínima. Entrementes, ficaram conhecidas muitas daquelas estrelas. Os períodos da sua mudança de brilho situam-se entre 1 e 40 dias, sua temperatura de superfície é de uns 5.300°C e sua clareza demonstra que não são estrelas da seqüência principal, mas sim estrelas desenvolvidas, a saber, supergigantes vermelhas.

No decorrer da sua evolução, o nosso astro de sete massas solares atravessa esta fase, por diversas vezes. Pela primeira vez ele cruza a faixa Delta de Cefeu da esquerda para a direita e, para tanto, leva alguns milhares de anos. Pela segunda vez passa por ela da direita para a esquerda e completa essa passagem em 350.000 anos. Desde há muito, o hélio no seu interior está em ignição; o astro desloca-se em ritmo lento, dirigido pela queima nuclear do hélio. O que acontece, então, com uma estrela que, ao longo da sua evolução cruza a faixa Delta de

Cefeu? Por que seria variável a intensidade de brilho das estrelas no âmbito daquela faixa? Qual o fator a determinar o período dessas variações? Hoje em dia, sabe-se que, além de variar a luminosidade, a estrela se expande para, em seguida, cair em si, no ritmo da variação na sua clareza. A estrela está pulsando. Por que as estrelas pulsariam, quando posicionadas em uma determinada faixa do diagrama HR?

A rigor, a resposta já foi dada em 1926 no livro de Eddington sobre a composição interna das estrelas. Quando Sir Arthur Eddington faleceu, em 1944, ele não fazia idéia de quanto perto estava da solução do problema, 20 anos atrás. Em 1952, o matemático soviético, Sergej Zhevakin, baseado nos estudos de Eddington, logrou adiantar o problema por um bom pedaço, ao longo do seu caminho para a solução definitiva. Todavia, de início, seu trabalho mereceu bem pouca atenção. Somente em 1960/61, John Cox, em Boulder, Colorado, e Norman Baker, atualmente na Universidade de Columbia, em Nova York, bem como o autor, em Munique, provaram mediante seus cálculos que a teoria Eddington-Zhevakin explicava a pulsação das estrelas Delta de Cefeu. Embora, até hoje, continuemos longe de compreender todas as propriedades das estrelas variáveis em seus detalhes, *grosso modo* sabemos por que pulsam. A seguir, demonstrarei isto com um modelo simples, com o qual podem ser ilustrados somente os efeitos essenciais.

O "Modelo Panela" de uma Estrela Delta de Cefeu

A estrela fica coesa por força de sua própria gravidade. Em uma estrela normal, a gravidade e a pressão do gás estão em perfeito equilíbrio. Tal propriedade de equilíbrio de uma estrela, da qual já falamos por diversas vezes, pode ser demonstrada num simples modelo. A fig. 6-5 (a) mostra como um êmbolo móvel, pesado fecha hermeticamente uma panela, à maneira de uma tampa. O gás no interior da panela fica comprimido pelo êmbolo e não pode escapar. Apesar de a gravidade procurar puxar para baixo o êmbolo, ela não consegue levá-lo até o fundo da panela, mas deixa-o em posição de pouso, a uma certa altura acima do fundo. Se o êmbolo chegasse mais para baixo, o gás ficaria comprimido demasiadamente, a pressão do gás aumentaria e o êmbolo seria pressionado para voltar à sua posição de pouso. Enquanto o êmbolo repousar, a gravidade exercida sobre ele e a pressão do gás, reagindo contra, ficam exatamente equilibradas. Este estado corres-

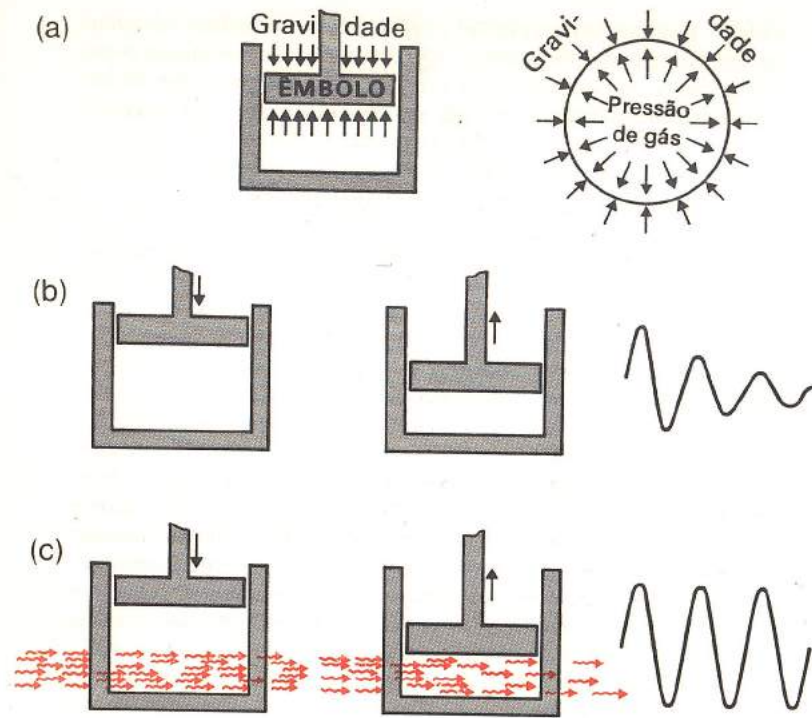


Fig. 6-5. "Modelo panela" de uma estrela Delta de Cefeu. (a) Tanto no "modelo de panela" (à esquerda), como na estrela (à direita), a gravidade e a pressão do gás estão em equilíbrio. (b) O êmbolo posto em movimento vem a descansar, após algumas oscilações, por causa da perda por atrito. (c) A radiação traspasa o gás no "modelo de panela". Quando o gás, em estado de comprimido, absorve mais radiação do que no estado de expandido, o êmbolo pode ser mantido em oscilação, não obstante a perda por atrito.

ponde ao equilíbrio da gravidade e da pressão do gás, em qualquer ponto no interior da estrela.

Quando, porém, o êmbolo é forçado a sair da sua posição de pouso e, em seguida, ele é largado, começa a oscilar; pois, quando fica abaixo da sua posição equilibrada, a pressão do gás é muito forte para o peso do êmbolo e ele é comprimido para cima. Quando se encontra acima da posição de pouso, a pressão do gás é pouca e a gravidade torna a puxar o êmbolo para baixo. Entre essas duas posições, ele não pára no ponto de equilíbrio; uma vez em movimento, sua inércia o faz ultrapassar este ponto, fazendo oscilá-lo entre os dois ex-

tremos. Destarte, o êmbolo posto em movimento, oscila ao redor de uma posição central. O gás age como uma mola. A energia que recebe com a compressão do êmbolo é a ele devolvida com a sua expansão e, por sua vez, o êmbolo transmite energia ao gás. Não há perda de energia. Em nosso modelo, a fricção é mínima, a ponto de poder ser negligenciada. Temos, então, um êmbolo, que oscila por tempo desejado. A oscilação não é amortecida, o que quer dizer que o desvio máximo do êmbolo do ponto central continua igual. O período da oscilação depende das propriedades do nosso modelo, por exemplo, da massa do êmbolo e da temperatura média do gás.

Grosso modo, as estrelas revelam comportamento aproximadamente análogo. Se uma estrela fosse comprimida uniformemente por todos os lados e, em seguida, largada, a pressão do gás, aumentada, empurraria a matéria para fora por todos os lados e ela passaria do seu ponto de equilíbrio. Então, a gravidade seria maior do que a pressão do gás e ela traria o gás em direção do centro da estrela. A estrela estaria pulsando. Uma vez fora do equilíbrio, ela continuaria oscilando. O período da oscilação da estrela pode ser calculado, a exemplo de como pode sê-lo com o nosso "modelo panela", suposto que fossem conhecidas as propriedades da estrela, sua massa e a distribuição da temperatura do seu interior.

Todavia, tanto o "modelo panela" quanto a estrela estão sendo demonstrados de uma maneira muito simplificada. É lógico que o êmbolo sofre perda por atrito. Uma vez posto em movimento, com cada oscilação ele cobre uma distância menor; a oscilação é amortecida e, depois de certo tempo, o êmbolo vem a parar. (Vide fig. 6-5 [b]). No caso da estrela, não se trata tanto de atrito, mas ainda há outros mecanismos a amortecer sua oscilação. É lícito estimar que uma estrela, em oscilação artificial, na maioria dos casos, perfaz 5.000 a 10.000 oscilações ao longo de 100 anos, para novamente entrar em estado de pouso. Todavia, as observações mostraram que a estrela Delta de Cefeu está pulsando com intensidade uniforme, desde a sua descoberta, em 1784. Onde está, então, o motor a manter as oscilações de uma tal estrela, que, com base em nossas reflexões anteriores, deveriam parar ao cabo de um período relativamente breve?

Em seu livro Eddington mencionou um mecanismo coerente. As camadas externas de cada estrela estão sendo traspasadas por um forte fluxo de radiação, proveniente do centro. A fim de simular tal fluxo em nosso "modelo de panela", cumpre imaginar a panela como feita de material transparen-

te e traspasada pela radiação, indo da esquerda para a direita (vide fig. 6-5 [c]). Continuamos imaginando que o gás na panela não é totalmente transparente e absorve parte da radiação.

Por conseguinte, de início ela ficaria aquecida a ponto de a diferença de temperatura entre o gás e o exterior chegar a ser tão grande que, a cada segundo, a panela irradiaria tanta energia para fora quanta energia o gás recebe com a absorção de uma parte da radiação.

Partimos da posição de equilíbrio do êmbolo e puxamo-lo um pouco para baixo. O gás fica comprimido, a pressão e a temperatura sobem. Em princípio, dois casos são plausíveis. No instante da compressão máxima, o gás absorve mais radiação, ou absorve menos radiação. Tratemos do primeiro caso. Quando, sob compressão, a absorção aumenta, com o êmbolo em posição baixa, é absorvida mais energia de radiação do que na posição de pouso. Com esta energia adicional, o gás fica ainda mais aquecido e a pressão aumentada. Com a superpressão, o êmbolo é forçado para cima, passando além da sua original posição de pouso. No entanto, em seguida, o gás se torna menos denso e mais frio do que na posição de pouso e, por conseguinte, há menos absorção de energia. O gás resfria, a pressão do gás baixa, o êmbolo volta em sua oscilação para baixo e isto o mantém em movimento, apesar do atrito.

O que vale para o modelo com o êmbolo, vale igualmente para a estrela. Quando em uma camada da estrela a matéria também possui a propriedade de absorver mais radiação e transformá-la em calor ao ser comprimida, então a radiação que traspasa a estrela pode provocar oscilação. Pois, quando a estrela é comprimida, a radiação, saindo do interior da estrela para fora, não encontra condições muito favoráveis para passar pelas camadas externas. O gás aquece e dispersa a estrela. Após a fase da compressão, a estrela fica expandida e, quando chega ao ponto de sua expansão máxima, a matéria se torna mais transparente. Nesta fase, um maior volume de energia pode passar para fora, a parte interna resfria-se e a estrela torna a cair para dentro de si; a expansão é seguida de uma nova compressão. A matéria age como uma válvula de escape para a radiação em saídas para fora, ela se abre e fecha no ritmo da pulsação.

Este mecanismo foi descrito por Eddington, em 1926, no livro por ele publicado. Mas, agora, eis a tragédia. Nos tempos de Eddington, sabia-se muito menos do que hoje a respeito da passagem da radiação através do gás estelar, e tudo aqui-

lo que era conhecido indicava que a matéria estelar possuiria a propriedade inversa, que se tornaria mais transparente com a compressão. Nesse caso, seriam produzidos efeitos contrários aos que acabamos de expor. O mecanismo de absorção age na direção errada, ele não provoca a oscilação, mas sim chega a amortecê-la. Foi este o motivo pelo qual Eddington sempre deixou de lado o mecanismo por ele elaborado e não parou, até a sua morte, na busca de novas explicações da pulsação das estrelas Delta de Cefeú.

Zhevakin Torna a Debater uma Idéia Antiga

Em inícios dos anos 50, as pesquisas da permeabilidade da matéria estelar já estavam bem mais adiantadas. Sabia-se que eram corretas as idéias de Eddington sobre as reações centrais nos astros. Porém, quanto às camadas externas de uma estrela, bem pode acontecer que, sujeita à compressão, a matéria se torne opaca. E isto acontece justamente quando a temperatura de superfície de uma estrela atinge aproximadamente 5.300°C. Em 1953, Zhevakin expôs num trabalho básico, mas que por muito tempo nenhuma atenção mereceu, o seguinte: numa estrela Delta de Cefeú, a propriedade da permeabilidade, provocando oscilações das camadas externas, é suficiente para vencer o amortecimento global em todo o resto da estrela e fazê-la oscilar. Logo, o mecanismo de válvula de radiação, ideado por Eddington, mantém uma estrela Delta de Cefeú em oscilação, contra os efeitos de amortecimento.

Quando, em 1963, o nosso grupo de Munique certificou-se de que, ao longo de sua evolução, o nosso astro de sete massas solares cruzava cinco vezes a faixa Delta de Cefeú, havia chegado a hora de revermos cálculos antigos, feitos por Norman Baker e por mim em 1960, em Munique; eram cálculos que permitiam verificar se uma estrela entra ou não em oscilação. Averiguamos que, toda vez que, em sua evolução, o astro cruzou a faixa Delta de Cefeú, os modelos de estrelas revelaram como o seu período de oscilação confere e muito bem com os períodos observados. Donde concluímos que as estrelas Delta de Cefeú, com suas propriedades de oscilação, se enquadram naturalmente no esquema da evolução estelar e que, *grasso modo*, tudo está certo. Sempre que uma estrela, em sua evolução no diagrama HR, passa pela faixa Delta de Cefeú, ela está oscilando; tão logo sai daquela faixa, o mecanismo de propagação nas camadas externas torna-se insuficiente e a estrela deixa de oscilar.

Certa vez, Martin Schwarzschild comentou: o fato de ser uma estrela Delta de Cefeu significa para a estrela o que significa contrair sarampo, para o ser humano. Enquanto se encontrar naquele estado, os sintomas serão plenamente visíveis, mas quando tudo passou, nada mais se percebe e não se sabe se havia ou não contraído tal doença.