

A EVOLUÇÃO DOS ÁTOMOS E ESTRELAS

Em tempos e lugares bem incertos
Os átomos, deixando sua trilha no céu,
E dando-se abraços ao léu,
Geraram tudo o que hoje existe.

James Clerk Maxwell

Pois já fui por momentos um rapaz e uma moça,
e uma árvore e um pássaro e um peixe mudo em
águas salgadas.

Empédocles

No alvorecer do século XX tornava-se evidente que alguma forma de energia "atômica" devia ser responsável pela energia do Sol e de outras estrelas. Já em 1898, dois anos apenas depois da descoberta da radioatividade por Becquerel, o geólogo norte-americano Thomas Chrowder Chamberlin especulava que os átomos eram: "organizações complexas e centros de enormes energias" e que "as condições extraordinárias que existem no centro do Sol podem ... liberar uma parte dessa energia."¹ Mas ninguém podia dizer como seria esse mecanismo, ou como funcionaria, até que se conhecessem muito melhor os átomos e as estrelas. As tentativas de chegar a esse conhecimento envolveram uma colaboração cada vez maior entre astrônomos e físicos nucleares. Seu trabalho levaria não só à solução do problema da energia estelar, como também à descoberta do fio mágico da evolução cósmica que ligava a história atômica e a história estelar.

A chave do conhecimento da energia estelar foi, como Chamberlin previu, o conhecimento da estrutura do átomo. Havia uma estrutura interna no átomo que se podia deduzir de várias linhas de pesquisa, entre as quais o estudo da radioatividade. Para que os átomos emitissem partículas, tal como pareciam emitir nos laboratórios de Becquerel e dos Curies, e para que essas emissões os transformassem de um elemento em outro, como Rutherford e o químico inglês Frederick Soddy tinham comprovado, eles deviam ser mais do que as unidades simples e indivisíveis que seu nome (do grego, para "impossível de separar") dizia. Os físicos atômicos, porém, ainda tinham um longo caminho a percorrer para compreender a sua estrutura. Dos três principais constituintes do átomo — o próton, o nêutron e o elétron — apenas o último já tinha sido identificado (por J. J. Thomson, nos últimos anos do século XIX). Ninguém falava de energia "nuclear", pois a existência do próprio núcleo atômico não tinha sido estabelecida, e muito menos de suas partículas constituintes, o próton e o nêutron, que seriam identificadas, respectivamente, por Thomson em 1913 e por James Chadwick em 1932.

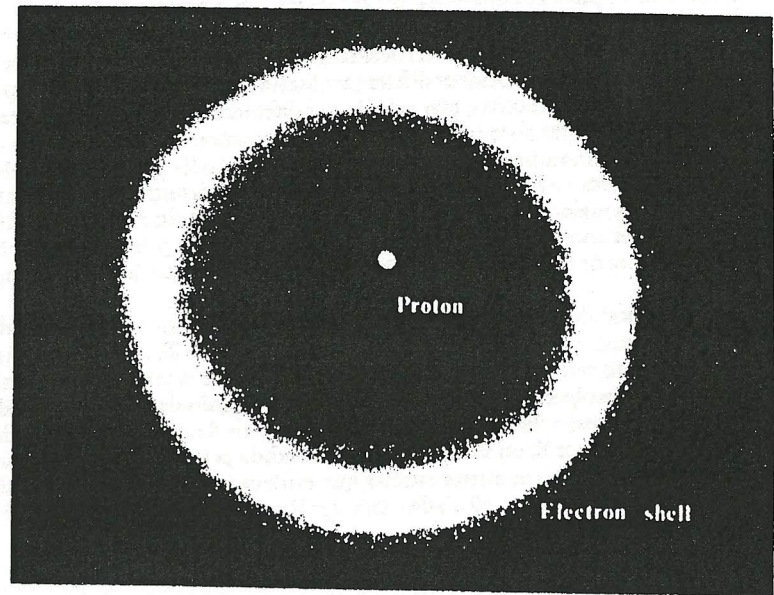
Rutherford, Hans Geiger e Ernest Marsden colocaram-se ao lado dos Estrabões e Ptolomeus da cartografia atômica. Em Manchester, de 1909 até 1911, eles sondaram o átomo, lançando torrentes de "partículas alfa" subatômicas — núcleos de hélio — contra finas placas feitas de ouro, prata, estanho e outros metais. A maioria das partículas alfa atravessava a placa, mas para espanto dos experimentadores, algumas batiam e voltavam. Rutherford refletiu muito, e intensivamente, sobre esse estranho resultado: era tão espantoso, disse ele, como se uma bala ricocheteasse contra uma folha de papel de seda. Finalmente, durante um jantar de domingo em sua casa, em 1911, anunciou a alguns amigos que tinha chegado a uma explicação — a de que a maior parte da massa de cada átomo está num pequeno núcleo maciço. Medindo os índices de retorno dos átomos que batiam em placas feitas de diferentes elementos, Rutherford pôde calcular tanto a carga como o diâmetro máximo dos núcleos atômicos do alvo. Ali estava, portanto, uma explicação atômica do peso dos elementos: os elementos pesados são mais pesados do que os leves porque os núcleos de seus átomos têm mais massa.

O reino dos elétrons foi então explorado pelo físico dinamarquês Niels Bohr, que comprovou percorrerem eles órbitas discretas, ou camadas, que cercavam o núcleo. (Durante algum tempo, Bohr viu os átomos como um sistema solar em miniatura, embora essa análise se mostrasse logo inadequada; o átomo é governado não pela mecânica newtoniana, mas pela mecânica quântica.) Entre suas muitas vantagens o modelo de Bohr deixava evidente a base física da espectroscopia: o número de elétrons num átomo é determinado pela carga elétrica do núcleo, que por sua vez é conseqüência do número de prótons do núcleo, chave da identidade química do átomo. Quando um elétron passa de uma órbita externa para outra, interna, emite um fóton. O comprimento de onda desse fóton é determinado pelas órbitas específicas entre as quais o elétron fez a transição. E é por isso que um espectro, que registra os comprimentos de onda dos fótons, revela os elementos químicos que constituem a estrela ou outro objeto que o espectroscopista esteja examinando. Nas palavras de Max Planck, fundador da física quântica, o modelo Bohr do átomo forneceu "a chave, há muito procurada, da porta do mundo maravilhoso da espectroscopia, que desde a des-

coberta da análise espectral tinha desafiado, obstinadamente, todos os esforços para derrubá-la".²

Por mais maravilhoso que fosse compreender que os espectros mostravam os saltos e trambolhões dos elétrons em suas órbitas de Bohr, ninguém podia ainda ler nos espectros das estrelas indicações significativas da razão pela qual brilhavam. Na ausência de uma teoria convincente, o campo ficou entregue aos taxonomistas — aqueles que continuavam, teimosamente, a registrar e catalogar os espectros das estrelas, embora sem saber exatamente para quê.

No Observatório do Harvard College, líder da monótona mas promissora tarefa da taxonomia estelar, chapas fotográficas que revelavam a cor e o espectro de dezenas de milhares de estrelas estavam empilhadas na frente das "computadoras" — solteironas em sua maioria, empregadas como funcionárias de uma universidade onde seu sexo estava proibido de freqüentar aulas ou receber um diploma. (Henrietta Leavitt, a pioneira pesquisadora das estrelas variáveis cefeidas tão úteis a Shapley e Hubble, era uma computadora de Harvard.) Elas tinham o encargo de examinar as chapas e registrar os dados numa letra vitoriosa clara, para compilação em tomos como o *Henry Draper Catalog*, assim cha-



Proton -- Próton. Electron shell -- Camada de elétrons

Um átomo simples de hidrogênio consiste em um único próton (seu núcleo) cercado por uma camada contendo um elétron. Átomos de elementos mais pesados têm mais prótons, bem como nêutrons, no núcleo, e elétrons adicionais na camada. (Fora de escala: se o próton fosse do tamanho de um grão de areia, a camada seria maior do que um campo de futebol.)

mado em honra ao astrofotógrafo e físico que fez a primeira fotografia do espectro de uma estrela. Como prisioneiros marcando os dias nas paredes de suas celas, elas contavam o seu avanço nos totais de estrelas catalogadas; Antonia Maury, sobrinha de Draper, dizia ter indexado os espectros de mais de 500 mil delas. Seu trabalho era autenticamente baconiano, do tipo que Newton e Darwin afirmavam praticar, mas raramente faziam, e as moças orgulhavam-se dele. Como afirmou a computadoradora de Harvard, Annie Jump Cannon: "Todo fato é um fator valioso no poderoso conjunto."³

Foi Cannon quem, em 1915, começou a perceber a forma desse conjunto, quando descobriu que a maioria das estrelas pertencia a uma classe, em cerca de meia dúzia de classes espectrais distintas. Seu sistema de classificação, agora generalizado na astronomia estelar, dispõe os espectros das estrelas pela cor, partindo das estrelas O branco-azuis, até as estrelas amarelas G, como o Sol, e as estrelas vermelhas M.* Era um indício de simplicidade em meio à espantosa variedade das estrelas.

Uma ordem ainda mais profunda foi logo revelada quando, em 1911, o engenheiro dinamarquês e astrônomo autodidata Ejnar Hertzsprung analisou os dados de Cannon e Maury para as estrelas de dois aglomerados, as Híades e as Plêiades. Aglomerados como estes são intuitivamente reconhecidos como autênticas reuniões de estrelas, e não alinhamentos meramente ocasionais; até mesmo um observador inexperiente, ao passar o telescópio pelas Plêiades reconhecerá com um sobressalto as estrelas de um límpido azul misturadas em uma teia muito leve de poeira diamantina, ou as Híades, cujas estrelas se dispõem em cores que vão de um branco ósseo até um dourado romano. Como todas as estrelas num aglomerado podem ser consideradas como aproximadamente à mesma distância da Terra, quaisquer diferenças observadas em suas magnitudes aparentes podem ser atribuídas, não a distâncias diferentes, mas a diferenças reais em suas magnitudes absolutas. Hertzsprung aproveitou-se disso, tratando os aglomerados como amostras de laboratório nas quais podia procurar uma relação entre as cores e o brilho intrínseco das estrelas. Ele encontrou precisamente essa relação: a maioria das estrelas em cada aglomerado enquadrava-se em duas linhas suavemente curvas. Essa foi, de forma incipiente, a primeira indicação de uma árvore de estrelas, desde então chamada de diagrama de Hertzsprung-Russell.

A aplicabilidade do método de Hertzsprung ampliou-se logo, passando a incluir também estrelas fora de aglomerados. Em 1914 Walter Adams e Arnold Kohlschutter, em Mount Wilson, descobriram que as intensidades relativas das raías dos espectros estelares sugeriam as suas magnitudes absolutas. Desde então, sempre que a distância de uma única estrela de determinado tipo — digamos uma gigante B, ou uma anã K — era medida pelo método da paralaxe, as distâncias de todas as outras estrelas que evidenciavam espectros comparáveis podiam ser também calculadas. Isso significava que esse método de regis-

* Depois de muitas tentativas, Cannon designou as classes pelas letras O, B, A, F, G, K e M. Os estudantes, desde então, num tributo em grande parte inconsciente à sua memória, aprenderam a seqüência graças a uma frase menônica, "Oh, Be a Fine Girl, Kiss Me" (*Oh, seja uma boa moça, beijeme*).

trar a magnitude absoluta das estrelas pelas suas cores podia ser aplicado tanto às estrelas de campo como ao número relativamente pequeno de estrelas encontradas em aglomerados.

Henry Norris Russell, astrofísico de Princeton, dotado de um conhecimento enciclopédico de seu campo, pôs-se logo a trabalhar exatamente nesse sentido. Sem ter sequer conhecimento do trabalho de Hertzsprung, Russell plotou as magnitudes absolutas de algumas centenas de estrelas de campo, baseado em suas cores, e descobriu que a maioria delas ficava numa zona estreita e inclinada — o tronco da árvore de estrelas.

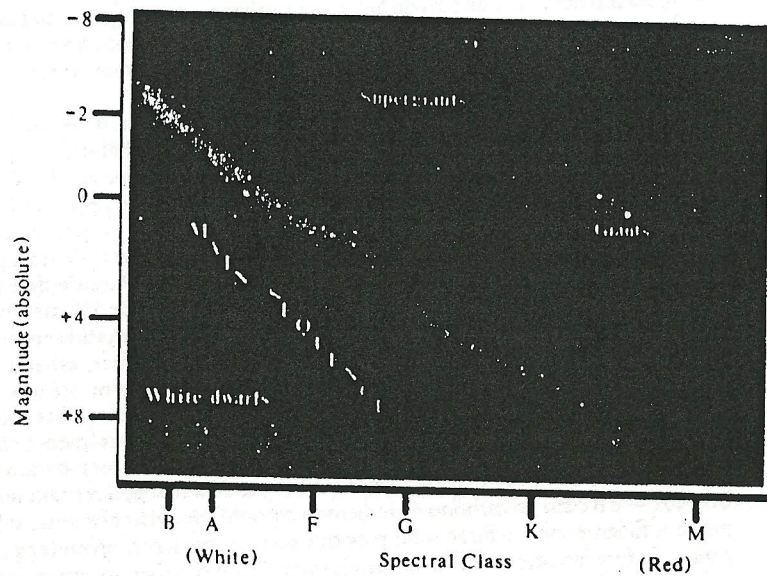
A árvore vem crescendo desde então, e hoje faz parte da consciência de todo astrônomo estelar do mundo. Seu tronco é a "seqüência principal", um S com uma leve curva ao longo do qual estão 80 a 90% de todas as estrelas visíveis. O Sol, uma estrela amarela típica, situa-se na seqüência principal a pouco menos da metade inferior do tronco. Um fino ramo destaca-se do tronco e sobe para a direita, onde floresce um buquê de estrelas vermelhas mais brilhantes — as gigantes vermelhas. Abaixo, e para a esquerda, há um amontoado de pálidas estrelas que vão do azul ao branco — as anãs.

O diagrama de Hertzsprung-Russell proporcionou aos astrônomos um registro congelado da evolução, um equivalente astrofísico do registro fóssil que os geólogos estudam nas camadas das rochas. Presumidamente, as estrelas evoluem de alguma forma, passando a maior parte do tempo na seqüência principal (a maioria das estrelas de hoje, no instantâneo do tempo que nos é dado observar, são encontradas ali) mas começam e terminam suas carreiras em algum outro ponto, entre os ramos ou no amontoado. Não poderíamos, é claro, esperar para ver isto acontecer: a vida até mesmo das estrelas de curta duração é medida em milhões de anos. Para encontrar as respostas, era preciso conhecer a física do modo de operação de uma estrela.

O progresso da física, enquanto isso, estava bloqueado por uma barreira aparentemente insuperável. Literalmente: a agência responsável era conhecida como a barreira de Coulomb e durante algum tempo frustrou os esforços dos físicos para compreender como a fusão nuclear podia produzir energia nas estrelas.

A linha de raciocínio que levava à barreira era impecável. As estrelas são feitas principalmente de hidrogênio. (Isso é evidente pelo estudo de seus espectros.) O núcleo do átomo de hidrogênio consiste de apenas um único próton, e o próton encerra quase toda a massa do átomo. (Sabemos disso pelas experiências de Rutherford.) Portanto, o próton deve conter também quase toda a energia latente num átomo de hidrogênio. (Lembremos que a massa é igual à energia: $E = mc^2$.) No calor de uma estrela, os prótons são lançados a altas velocidades — o calor *significa* que as partículas em questão movem-se com rapidez — e, como há muitos prótons amontoados no núcleo denso de uma estrela, devem colidir muito. Em suma, a energia do Sol e das estrelas devia envolver interações de prótons, era a suposição que se podia fazer razoavelmente. Ela constituiu a base do pressuposto de Eddington de que a fonte de energia estelar dificilmente "poderia ser outra que não a energia subatômica que, como se sabe, existe com abundância em toda matéria".⁴

O que acontece quando os prótons colidem? Bem, sabemos que podem ajuntar-se — "fundir-se" — porque são encontrados assim nos núcleos de to-



Magnitude (absolute) — Magnitude (absoluta). Supergiants — Supergigantes. Giants — Gigantes. Main Sequence — Sequência principal. White dwarfs — Anãs brancas. (White) — (Branco). Spectral class — Classe espectral. (Red) — (Vermelho).

O diagrama de Hertzsprung-Russell mostra as várias classes espectrais (ou cores) das estrelas em contraste com seu brilho. Esta versão do diagrama representa a população estelar geral de nossa galáxia, segundo se acredita.

dos os elementos mais pesados. Poderia a fusão de prótons liberar energia? Uma forte sugestão nesse sentido está no fato de que os núcleos mais pesados pesam um pouco menos do que a soma de suas partes. Havia uma certa confusão quanto a isso, mas a idéia básica era correta — a energia é liberada nas estrelas quando os núcleos dos átomos leves se fundem para criar o núcleo dos átomos pesados. Rutherford já tinha realizado experiências no que chamou de “nova alquimia”, bombardeando núcleos com prótons e transformando-os nos núcleos de diferentes elementos e, como Eddington observou com certa maldade: “o que é possível no Laboratório Cavendish talvez não seja difícil demais no Sol.”⁵

Até aí, muito bem; a ciência estava próxima da identificação da fusão termonuclear como o segredo da energia solar. Mas aí entrava a barreira Coulomb. Os prótons têm carga positiva; partículas da mesma carga repelem-se mutuamente; e esse obstáculo parecia demasiado forte para ser superado, mesmo à alta velocidade em que os prótons voam no intenso calor do centro de uma estrela. Raramente, de acordo com a física clássica, poderiam dois prótons numa estrela ter a velocidade necessária para romper os muros de seus campos de força eletromagnética e fundirem-se num único núcleo. Os cálculos diziam que o índice de colisão de prótons não poderia ser suficiente para manter as reações de

fusão. Não obstante, lá estava o Sol, sua face brilhante rindo-se das equações que diziam que ele não podia brilhar.

Não havia nada errado com o argumento em si. Se a física clássica constituísse a única lei da natureza, as estrelas realmente se apagariam. Felizmente, a natureza em escala nuclear não funciona de acordo com a determinação da física clássica, que é boa para objetos grandes como pedras e planetas, mas falha no reino do muito pequeno. Em escala nuclear, aplicam-se as regras da indeterminação quântica.

Na mecânica clássica, partículas subatômicas como prótons eram vistas como análogas a objetos macroscópicos como grãos de areia ou balas de canhão. A essa luz, os prótons lançados contra a barreira de Coulomb de outros prótons não tinham mais probabilidade de penetrá-la do que uma bala de canhão de penetrar os três metros de espessura da muralha de uma fortaleza. Introduza-se a indeterminação quântica, porém, e o quadro se modifica dramaticamente. A mecânica quântica demonstra que o futuro do próton só pode ser previsto em termos de probabilidades. Na maioria das vezes o próton realmente baterá na barreira e voltará, mas de tempos em tempos ele a atravessará, como se a bala de canhão varasse, incólume, a muralha da fortaleza.*

É o “tunelamento quântico” e permite às estrelas que brilhem. George Gamow, ansioso por explorar as conexões entre a astronomia e a exótica física nova de que era adepto, aplicou as probabilidades quânticas à questão da fusão nuclear nas estrelas e verificou que os prótons podiam superar a barreira Coulomb — quase sempre. O tunelamento quântico reduziu os números da desanimadora previsão clássica — segundo a qual os prótons se fundiam apenas a um milionésimo do índice necessário para explicar a energia liberada pelo Sol — para cerca de 10% do índice necessário. Foi preciso então menos de um ano para que o déficit restante fosse explicado: a solução foi completada em 1929, quando Robert Atkinson e Fritz Houtermans combinaram as descobertas de Gamow com a chamada teoria da distribuição da velocidade de Maxwell. Na distribuição maxwelliana há sempre umas poucas partículas que se movem muito mais depressa do que a média; Atkinson e Houtermans descobriram que essas poucas eram suficientes para explicar a diferença. Estava claro, por fim, como a barreira de Coulomb podia ser vencida com a frequência necessária para que a fusão nuclear funcionasse nas estrelas.

Mas como, exatamente, isso acontece? Dentro de mais uma década, dois processos prováveis de fusão foram identificados — a reação em cadeia próton-próton, e o ciclo do carbono.

A figura-chave em ambos os casos foi Hans Bethe, refugiado da Alemanha nazista que tinha estudado com Fermi em Roma e fora lecionar em Cornell. Como seu amigo Gamow, o jovem Bethe era um pensador entusiasta e rápido, tão talentoso que seu trabalho parecia uma brincadeira. Embora sem for-

* Há uma possibilidade quântica de que a bala de canhão real faça exatamente a mesma coisa, mas como para isso seria necessário que todos os seus prótons tivessem sorte ao mesmo tempo, as probabilidades de tal ocorrência são mínimas. Podemos calcular, pela teoria quântica, que isso quase certamente não aconteceu nunca, em parte alguma do universo, mesmo que — infeliz possibilidade — as balas de canhão e as fortalezas fossem um lugar-comum no cosmos.

mação em astronomia, Bethe era um estudante de lendária rapidez. Em 1938 ele ajudou o discípulo de Gamow e Edward Teller, C. L. Critchfield, a calcular que uma reação iniciada com a colisão de dois prótons poderia gerar aproximadamente a energia — cerca de $3,86 \times 10^{33}$ ergs/s — irradiada pelo Sol.* Assim, num período de menos de 40 anos a humanidade progrediu, da ignorância da própria existência dos átomos, para um conhecimento do processo primário de fusão termonuclear que dá energia ao Sol.

A reação próton-próton era insuficientemente energética, porém, para explicar a luminosidade bem mais intensa das estrelas muito maiores do que o Sol — estrelas como as supergigantes azuis das Plêiades, que ocupam as áreas superiores do diagrama Hertzsprung-Russell. Bethe resolveria isso antes do fim do ano.

Em abril de 1938 ele compareceu a uma conferência organizada por Gamow e Teller na Carnegie Institution, em Washington, para astrônomos e físicos estudarem a questão da geração de energia estelar. “Nessa conferência, os astrofísicos disseram-nos, a nós, físicos, o que sabiam sobre a constituição interna das estrelas”, Bethe escreveu. “Era muita coisa, [embora] todos os seus resultados tivessem sido obtidos sem o conhecimento da fonte específica de energia.”⁶ De volta a Cornell, Bethe atacou o problema com tal entusiasmo que Gamow mais tarde diria, brincando, que ele tinha encontrado a solução antes que seu trem chegasse ao destino, a estação de Ithaca. Bethe não era assim tão rápido, mas dentro de apenas algumas semanas conseguiu identificar o ciclo do carbono, a reação de fusão crítica que dá energia a estrelas com massas uma vez e meia maiores do que a do Sol.

A publicação do seu trabalho foi, porém, retardada. Bethe terminou-o naquele verão e mandou-o à *Physical Review*, mas foi então informado por um aluno de pós-graduação, Robert Marshak, de que a Academia de Ciências de Nova York oferecia um prêmio de US\$ 500 ao melhor trabalho *inédito* sobre a produção de energia nas estrelas. Bethe, que precisava do dinheiro, pediu de volta o seu artigo, inscreveu-o no concurso, e ganhou. “Usei parte do prêmio para ajudar minha mãe a emigrar”, disse ao físico norte-americano Jeremy Bernstein. “Os nazistas estavam dispostos a deixá-la sair do país, mas queriam US\$ 250, em moeda, para liberar seus móveis. Parte do dinheiro do prêmio foi para liberar os móveis de minha mãe.”⁷ Só então Bethe permitiu a publicação do trabalho que lhe valeria o Prêmio Nobel. Ele foi, durante algum tempo, o único ser humano a saber por que as estrelas brilham.

As reações de fusão detectadas por Bethe eram curiosamente sincopadas. A reação próton-próton começa com a colisão, bem no interior do Sol, de dois prótons com velocidade e boa sorte suficientes para penetrar a barreira Coulomb. Se a colisão consegue transformar um dos prótons num nêutron — outro acontecimento pouco provável, que envolve uma interação de força fraca chamada degeneração beta — o resultado é um núcleo de hidrogênio pesado. A intera-

* Carl Friedrich von Weizsäcker, físico e depois filósofo da ciência, tinha mostrado como a reação próton-próton podia funcionar, mas não calculou sua produção de energia para uma estrela com a massa solar.

ção libera um neutrino, que sai do Sol, e um positron que mergulha no gás circundante e com isso ajuda a esquentar o astro. O próton médio no centro do Sol precisa esperar mais de 30 milhões de anos antes de experimentar esse breve voo.

O passo seguinte, porém, é rápido. Em poucos segundos, o núcleo de hidrogênio pesado estoura outro próton, transformando-se em hélio-3 e liberando um fóton que leva mais energia para o gás circundante. Os núcleos do hélio-3 são raros, e por isso a maioria deles é obrigada a esperar mais alguns milhões de anos antes de encontrar um segundo núcleo de hélio-3. Os dois núcleos fundem-se então, formando um núcleo estável de hélio e liberando dois prótons, que têm a liberdade de juntar-se ao baile, por sua vez. O resultado é a liberação de energia: o hélio, produto final, pesa seis décimos de 1% menos do que as partículas que participaram da reação, pesa seis décimos de 1% menos do que as partículas que participaram da reação. Essa massa foi convertida em energia, na forma de quanta que avança lentamente para a superfície, esbarrando em átomos e sendo absorvidos e reemitidos à medida que seguem, até que, séculos depois, finalmente se livram e são liberados no espaço como luz solar.

A reação próton-próton tem ramificações que não são totalmente compreendidas — medidas do fluxo de neutrinos na Terra só proporcionaram até agora um terço do número de neutrinos que, segundo a teoria, deveriam ser liberados — e o ciclo do carbono é ainda mais complicado. Não obstante, sabemos o suficiente sobre a fusão solar para que comecemos a compreender a elegância do funcionamento de nossa estrela-mãe. Ficamos sabendo, entre outras coisas, que o Sol não é uma bomba, embora a fusão nuclear tenha o mesmo mecanismo que funciona numa arma termonuclear. Quando uma reação em cadeia ocorre numa pequena área no centro do Sol, normalmente não provoca outras reações no gás circundante; em lugar disso, o calor adicional expande o gás ligeiramente, baixando sua densidade e, com isso, diminuindo a probabilidade de novas colisões próton-próton, no momento. Devido ao funcionamento desse processo auto-regulador, que constitui a média de incontáveis interações, toda a estrela se equilibra, expandindo-se para amortecer o ritmo dos processos termonucleares quando atingem um estado de descontrole, e contraíndo-se e aquecendo-se em seguida para aumentar esse ritmo, quando o centro começa a esfriar. Embora apenas cinco bilionésimos da luz do Sol cheguem à Terra, isso tem sido suficiente para dotá-la de calor, e vida, e de bípedes bastante inteligentes para decifrar os aspectos de sua dívida para com o Sol.

Conhecendo a física básica da fusão solar, tornou-se possível rever as estimativas de Kelvin sobre a idade do Sol. A massa deste pode ser determinada, e com muita precisão, a partir das leis de Newton e da velocidade orbital dos planetas: o resultado é $1,989 \times 10^{33}$ g, o equivalente de 300.000 Terras. A composição do Sol, pelo menos na superfície, é revelada pelo espectrógrafo como sendo principalmente de hidrogênio e hélio. Conhecendo, portanto, a massa, o volume e a composição aproximada do Sol, podemos verificar as condições que predominam em seu centro, onde ocorrem os processos termonucleares. Podemos, por exemplo, calcular que a temperatura do núcleo é de cerca de 15 milhões de graus, que a densidade é cerca de 12 vezes a do chumbo (embora o calor mantenha o denso material em estado gasoso, e não sólido), e que o ritmo da reação de fusão é tal que cerca de 4,5 bilhões de toneladas de hidrogênio são fundidos em hélio dentro do Sol a cada segundo. Como ele encerra um volume

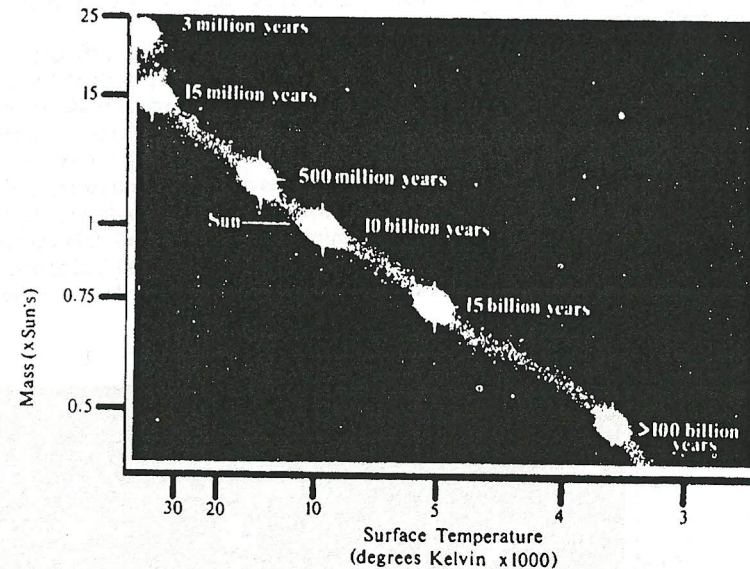
finito de hidrogênio, seu combustível terá de acabar, quando então suas fornalhas nucleares pararão. O "tempo de vida" total da queima de hidrogênio pelo Sol pode, assim, ser calculado. Ele é de cerca de 10 bilhões de anos. Como a datação radiométrica dos asteróides e da Terra dá ao sistema solar uma idade de pouco menos de 5 bilhões de anos, concluímos que o Sol está agora no meio de sua vida, e tem outros cinco bilhões de anos de queima de hidrogênio pela frente. Assim, a investigação das fontes de energia estelares, que fora impulsionada em parte pelas exigências dos geólogos e biólogos de uma escala de tempo maior do que as velhas idéias permitiam, abriu as imensidades da história astronômica em proporções ainda maiores do que as exigidas pelo darwinismo.

O tempo de vida de outras estrelas pode ser calculado da mesma maneira. A taxa de fusão aumenta pela quarta potência da massa; em consequência, as estrelas anãs duram muito mais do que as gigantes. As estrelas menos maciças têm cerca de 1% da massa do Sol. (Se fossem muito menores, elas não poderiam gerar suficiente calor interior para que a fusão ocorresse, e seriam, por isso, planetas.) Essas pequenas anãs, residentes dos dois terços inferiores do diagrama de Hertzsprung-Russell, queimam seu combustível de hidrogênio com tanta prudência que podem durar um trilhão de anos, ou mais. No outro extremo da escala, em direção ao alto do diagrama, ficam as estrelas gigantes com 60 vezes a massa do Sol. (Se fossem muito maiores, explodiriam tão logo se inflamassem.) Essas enormes estrelas gastam seu combustível prodigamente, e ficam sem hidrogênio quase que imediatamente: uma estrela de massa dez vezes superior à do Sol dura menos de cem milhões de anos.

Essas considerações enriqueceram e animaram, de muito, a apreciação humana do que se poderia chamar de ecologia da Via Láctea. Revelaram que as estrelas mais espetaculares da galáxia, as gigantescas estrelas O e B branco-azuladas, são também as que têm o menor tempo de vida: as gigantes tipicamente queimam por apenas 10 a 100 milhões de anos, e algumas podem durar apenas um milhão. Isso significa que as brilhantes estrelas gigantes que traçam os braços espirais são, pelos padrões galácticos, flores que vicejam apenas por um dia. Na verdade é *por isso* que elas traçam os braços. Estrelas de várias massas condensam-se ao longo desses braços, mas enquanto as mais modestas duram o bastante para se encaminharem para o disco circundante, as brilhantes superestrelas morrem antes mesmo de se afastarem de seu local de nascimento, que, em consequência, demarcam.

Como morrem as estrelas? Também isso depende principalmente da sua massa. Quando uma estrela comum, como o Sol, fica sem o seu combustível, adquire uma personalidade dupla. Seu núcleo se contrai, não mais estimulado pela radiação de energia do processo termonuclear no centro, enquanto sua parte exterior — sua "atmosfera", por assim dizer — se expande e esfria. A cor da estrela passa de um branco-amarelado para um vermelho-crescente: ela se torna uma "gigante vermelha". Em última análise, a atmosfera estelar desaparece, fervendo, no espaço, deixando para trás um núcleo desnudo, uma esfera densa, maciça, tendo o tamanho aproximado apenas da Terra — uma estrela "anã branca".

Esse prognóstico, plotado no diagrama Hertzsprung-Russell, serve para animar a árvore das estrelas. Quando o combustível de hidrogênio de uma estrela média como o Sol se acaba, ela deixa a seqüência principal e sobe — já que



Mass (x Sun's) — Massa (a do Sol). 3 million years — 3 milhões de anos. 100 million years — 100 milhões de anos. Sun — Sol. 10 billion years — 10 bilhões de anos. 15 billion years — 15 bilhões de anos. 100 billion years — 100 bilhões de anos. Surface temperature — Temperatura da superfície. (degrees Kelvin x 1000) — (graus Kelvin x 1.000).

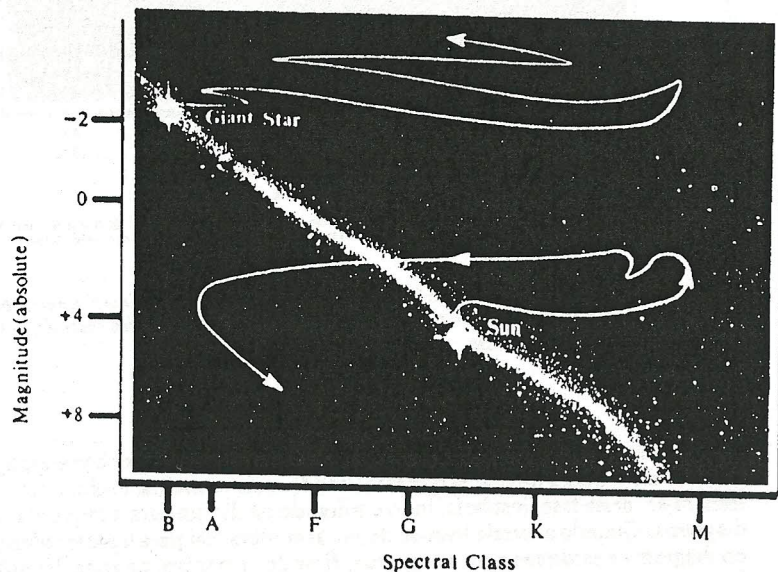
O tempo de vida das estrelas da seqüência principal é determinado principalmente pelas suas massas: estrelas de grande massa esgotam seu combustível muito mais depressa do que estrelas de pouca massa.

o crescimento de sua atmosfera externa a torna mais brilhante, por breve espaço — e se desloca para a direita, já que está ficando mais vermelha. Muitas estrelas tornam-se, nessa fase, instáveis, indo e voltando da direita para a esquerda do diagrama. Quando a estrela livra-se de sua atmosfera, cai para a parte inferior do diagrama e escorrega para a esquerda, fixando-se por fim na zona das anãs brancas. As estrelas gigantes seguem um curso mais ou menos semelhante, mas começam mais alto na seqüência principal (pois são mais brilhantes) e a deixam mais cedo (pois seu combustível acaba mais depressa).

O diagrama de Hertzsprung-Russell para qualquer população de estrelas — digamos, um aglomerado estelar — proporciona, portanto, prova de sua idade. Quando o aglomerado está na infância, praticamente todas as suas estrelas estão na seqüência principal, queimando hidrogênio com satisfação. Dentro em pouco as gigantes — as que estão na extremidade superior esquerda da seqüência principal — esgotam o combustível e se transformam em gigantes vermelhas. Ao fazê-lo, cada uma delas deixa a seqüência principal e passa para a direita. Com o passar do tempo, a mesma sorte aflige as estrelas até mesmo de menor massa. O resultado, no diagrama, é um "ponto de desligamento", um lugar ao longo da seqüência principal onde a árvore se ramifica para a direita. O

diagrama é apenas um instantâneo de um momento em meio a bilhões de anos de história estelar, mas a localização do ponto de desligamento nos mostra há quanto tempo o aglomerado está ali: quanto mais baixo no tronco cai o ponto de desligamento, mais velha é a árvore.

O diagrama de Hertzsprung-Russell do aglomerado das Plêiades, por exemplo, mostra quase que totalmente estrelas da seqüência principal. Isso nos revela que as Plêiades constituem um aglomerado jovem, no qual ainda não decorreu tempo suficiente para que até mesmo as estrelas gigantes se esgotem e passem à fase de gigante vermelha. (Calcula-se que as estrelas das Plêiades tenham menos de cem milhões de anos.) O diagrama do aglomerado globular M3, porém, parece dramaticamente diferente. Ali, a grande maioria das estrelas está na fase de gigante vermelha, ou a caminho de se tornar anã. (Não vemos as anãs, porque são desmaziado apagadas; M3 está a uns bons 30.000 anos-luz de distância.) O ramo que se desliga mostra, como o ponteiro de um relógio.



Magnitude (absoluta) — Magnitude (absoluta). Giant star — Estrela gigante. Sun — Sol. Spectral class — Classe espectral.

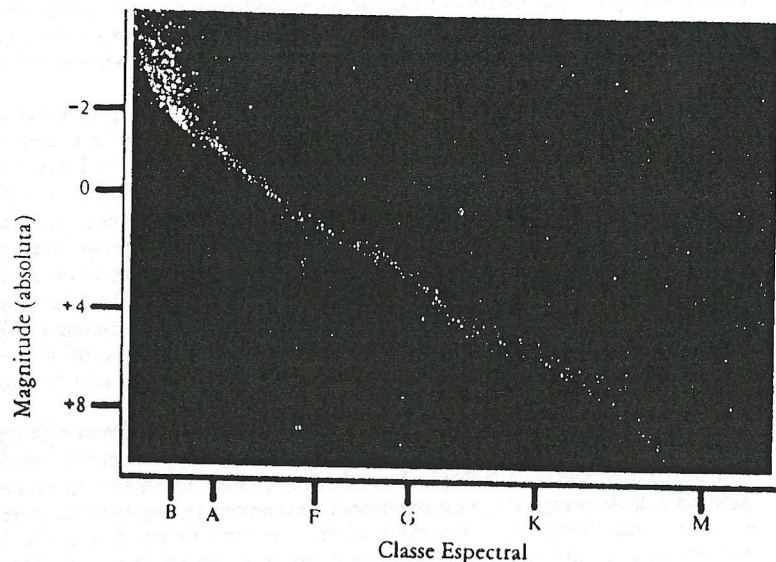
O destino das estrelas, quando deixam a seqüência principal, também difere muito, dependendo sua massa. Quando o Sol esgotar seu combustível, deixará a seqüência principal em direção à direita, tornando-se uma gigante vermelha. Depois de mais um bilhão de anos, aproximadamente, perderá sua atmosfera externa, deslizando para a esquerda, atravessando o diagrama ao fazê-lo; a seguir mergulhará no cemitério das anãs brancas. Uma estrela com cinco vezes a massa do Sol permanece na seqüência principal menos de um décimo do tempo dele, depois começa a oscilar de um lado para outro perto do alto do diafragma, como uma estrela gigante instável. Para estrelas com dez massas do Sol, ou mais, essas instabilidades podem culminar na explosão como uma supernova.

a idade do aglomerado: no M3, a idade mostrada é de cerca de 14 bilhões de anos, o que faz dele um dos mais velhos já datados até agora.

Para termos uma idéia do ritmo da evolução estelar, imaginemos que o Sol era um estrela num aglomerado jovem e que estávamos presentes na Terra desde o início, quando nosso planeta acabava de resfriar-se o bastante para que sua crosta se solidificasse. Imaginemos, ainda, que podíamos apressar a passagem do tempo, de modo que dez bilhões de anos passariam numa única noite. Quando o Sol se põe, no momento zero, vemos o céu recheado de estrelas da seqüência principal. Ainda não há gigantes vermelhas, nem anãs. Um poucas estrelas brilhantes destacam-se, bem como várias estrelas quase tão luminosas quanto o Sol, mas a grande maioria é menor e menos brilhante do que ele.

Quase imediatamente as estrelas gigantes esgotam seu combustível, tornam-se instáveis e explodem como supernovas, inundando a paisagem de uma escaldante luz branca. Em nossa escala de tempo comprimido, onde cada hora é igual a bilhões de anos, todas essas estrelas espetaculares morrem dentro dos poucos minutos iniciais.

É concebível que suas explosões possam provocar choques em qualquer gás que reste no aglomerado, fazendo-o decompor-se e formar novas estrelas,

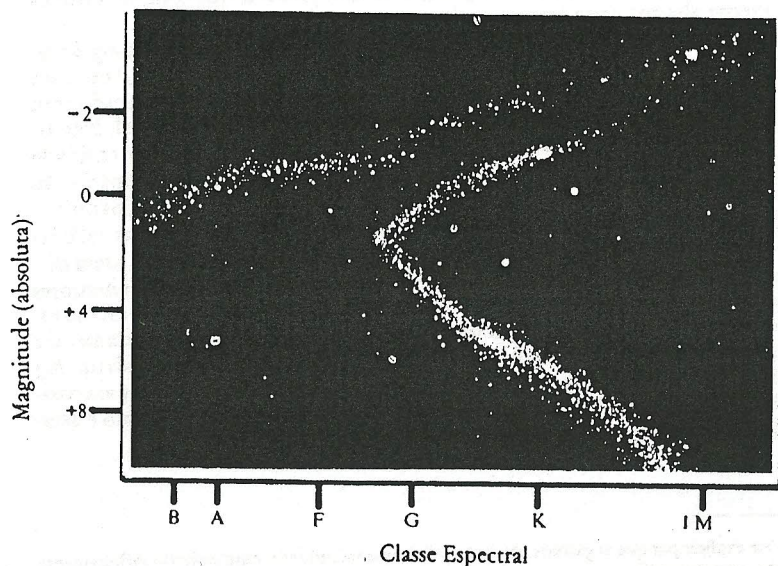


A idade dos aglomerados de estrelas pode ser deduzida de seus diagramas de Hertzsprung-Russell. Num aglomerado jovem como o das Plêiades, quase todas as estrelas visíveis estão na seqüência principal. Há poucas gigantes vermelhas ou anãs brancas, porque o aglomerado ainda não tem idade suficiente para que muitas de suas estrelas tenham esgotado o combustível de hidrogênio e se afastado da seqüência principal.

mas qualquer estrela gigante assim criada também se consumirá rapidamente, de modo que o fogo de artifício termina mal nos instalamos para presenciar o espetáculo.

Nas horas que se seguem, estrelas dotadas de massas sucessivamente menores deixam, por sua vez, a seqüência principal; incham, transformando-se em gigantes vermelhas, lançam camadas de gás multicor, e reduzem-se a obscuras estrelas anãs. Esses acontecimentos são bastante raros e atraem nossa atenção, porém, porque um número relativamente pequeno de estrelas no aglomerado tem massa maior do que o Sol. Pelo amanhecer, cerca de dez bilhões de anos passaram. Agora, é a vez de o Sol morrer. Há uma súbita e agitada contração do seu núcleo, a atmosfera solar cresce e forma uma etérea nuvem vermelha que se expande e engole os planetas Mercúrio e Vênus, e depois a Terra. Recuando para uma distância prudente, observamos a nuvem dispersar-se, e vemos, sem qualquer anteparo, o núcleo do Sol, rico em hélio, explodir e transformar-se numa anã densa, obscura.

A noite terminou, mas a história mal começou. A maioria das estrelas do aglomerado, menos maciças do que o Sol, continuam a queimar, com um bri-



Um velho aglomerado de estrelas, como o aglomerado M3, evidencia um diagrama Hertzsprung-Russell notavelmente diferente. Aqui, as estrelas de maior massa tiveram muito tempo para queimar seu combustível e tornar-se estrelas gigantes vermelhas, subindo para a direita do diagrama, e depois deslizando para baixo e para a esquerda, à medida que algumas delas se transformam em anãs. O resultado é um dramático "ponto de corte" no qual a seqüência principal é interrompida. Em igualdade de condições, quanto mais baixo o ponto de separação, mais velho o aglomerado.

lho comum, de um amarelo de vela. Esses membros da maioria silenciosa têm longas vidas à sua frente, na seqüência principal. Continuarão brilhando eões depois que a evacuada atmosfera do Sol se tiver reunido para formar novas estrelas e planetas. O estudo da evolução estelar nos ensina que os mansos herdarão a galáxia.

Uma vez estabelecido que as estrelas brilham graças à fusão nuclear, tornou-se evidente que também devem transformar elementos leves em elementos pesados. Dificilmente poderia ser de outro modo, já que a fusão nuclear envolve a fusão dos núcleos dos átomos leves para fazer os núcleos dos átomos mais pesados. Através de variados processos de fusão, as estrelas transformam o hidrogênio em hélio; o hélio em carbono; o carbono em oxigênio e magnésio, e assim por diante. Na verdade, dado o fato de que a energia liberada corresponde a apenas uma insignificante fração da massa que está sendo movimentada, poderíamos dizer que a formação de elementos é a função primordial das estrelas, e que a sua luz e calor, embora subjetivamente importantes para criaturas como nós, que a eles devem a vida, são apenas um subproduto do processo. Se, como os manuais gostam de dizer, os átomos são os tijolos da matéria, as estrelas são o lugar onde esses tijolos são feitos. Como Eddington escreveu precursoramente em 1920: "As estrelas são o cadinho no qual os átomos leves, abundantes nas nebulosas, são compostos e formam elementos mais complexos."⁸

Restavam duas questões essenciais.

Uma, era exatamente *como* as estrelas fazem os elementos pesados. A reação próton-próton de Bethe não produz nada mais pesado do que o hélio, que é o segundo elemento *mais leve*. Se as estrelas fabricam átomos mais pesados, devem fazê-lo por meio de outros processos de fusão. O ciclo do carbono não é a solução; emprega carbono, nitrogênio e oxigênio apenas como catalisadores, não deixando novos elementos atrás de si. É claro que seria necessária uma imaginosa física nuclear para reconstituir melhor a complexidade total da fusão estelar.

A outra questão, relacionada de perto com a primeira, era se as estrelas são a única, ou mesmo a principal, fonte dos elementos. Havia uma hipótese concorrente, segundo a qual a maioria dos elementos foram fundidos não nas estrelas, mas no *big bang*.

Para que a fusão tenha ocorrido no *big bang*, o universo, no início de sua expansão, teria de ser quente. A hipótese de que isso aconteceu veio em parte das leis básicas da termodinâmica, segundo as quais qualquer volume de material se tornará mais quente se for comprimido. Suponhamos, por exemplo, que a galáxia da Via Láctea fosse encerrada numa gigantesca prensa hidráulica, como as usadas para esmagar velhas carrocerias de automóveis, transformando-as em cubos de ferro-velho, e fosse espremida até um volume de, digamos, apenas um 0,02m³ (supõe-se ter sido esse o seu estado, quando o universo tinha apenas uma fração de segundo de idade). Enquanto o processo de compressão se realizava, as estrelas e planetas se fundiram, depois as moléculas se decomporam e finalmente, quando a temperatura excedeu a de um interior estelar, até mesmo as estruturas nucleares da matéria na galáxia começaram a decompor-se, reduzindo tudo a um gás quente e denso, feito de partículas subatômicas — o que os físicos chamam de plasma. Solte-se a prensa, e o plasma se expandiria e resfriaria, recombinaando-se em átomos e moléculas, nesse processo. É esse,

portanto, o modelo em pequena escala do que se julga ter acontecido no *big bang*, com o universo evoluindo de um plasma de alta densidade para as estruturas — nucleares, atômicas, moleculares, estelares e planetárias — que vemos hoje à nossa volta.

Se os astrônomos a princípio consideraram com reservas a idéia de um *big bang* quente, os físicos nucleares mostraram-se mais acolhedores. Estavam acostumados a imaginar condições de altas temperaturas e altas densidades, ainda que fosse devido ao seu trabalho em reações em cadeia em bombas nucleares. Gamow, em particular, interessava-se pela questão de saber se os elementos químicos que compõem o universo, hoje, poderiam ter sido forjados nas fornalhas do *big bang*. Era uma suposição razoável — quanto mais pesado o elemento, maior a energia necessária à sua formação, e onde haveria mais energia do que no *big bang*? E Gamow começou a trabalhar, pintando em detalhes com o pincel largo e as cores vivas que caracterizam sua abordagem da física.

Infelizmente, teve logo problemas. Ele e seus colaboradores conseguiram determinar como os núcleos de hidrogênio podiam fundir-se para fazer núcleos de hélio (Von Weizsäcker e outros tinham sugerido antes que o hélio teve origem no *big bang*) mas seus cálculos não foram além disso. Como os físicos Enrico Fermi e Anthony Türkevich sabiam, não havia possibilidade de que núcleos mais pesados que os de hélio fossem formados, em qualquer quantidade, na bola de fogo que se expandia rapidamente. As condições não eram as adequadas; quando o hélio se tivesse sintetizado, o material primordial (Gamow chamou-o de *ylem*, aproveitando uma velha palavra grega para a substância do cosmos antes da evolução da forma) se teria tornado demasiado tênue para que ocorresse novas reações de fusão. O físico húngaro-americano Eugene Wigner tentou encontrar uma forma de transpor o que Gamow chamou de "fenda de massa 5" que divide o hélio do núcleo estável seguinte, o do lítio. Gamow, que costumava ilustrar seus livros, publicou um desenho de Wigner vestido com roupa de alpinista, pulando sobre a fenda ao mesmo tempo em que gritava: — "Por favor!"⁹ Wigner nunca conseguiu vencer o obstáculo. Não obstante, muitos entusiastas do *big bang* sustentaram a esperança de que Gamow estivesse certo ao pensar no *big bang* como o berço natal dos elementos, e imaginaram que as dificuldades encontradas acabariam, como o problema da barreira de Coulomb na astrofísica, sendo superados.

Não foi essa, porém, a opinião dos pesquisadores céticos quanto à teoria do *big bang*, dos quais o mais importante foi o astrofísico britânico Fred Hoyle. Tendo nascido fora dos círculos acadêmicos e tendo conseguido, graças ao seu vigor intelectual, sair dos cinzentos vales têxteis do norte da Inglaterra para chegar a um lugar de destaque em Cambridge, Hoyle era individualista a ponto de ser iconoclasta, e tão combativo quanto se tivesse ganho seu grau de cavaleiro montado a cavalo. Lecionava de maneira carismática, com um sotaque de classe operária que parecia acentuar-se à medida que cresciam suas credenciais acadêmicas. Era igualmente eficiente no manuseio da palavra escrita: publicou artigos técnicos incisivos, contribuiu para a popularização da ciência e fez ocasionais incursões pela ficção científica com a mesma aparente facilidade. Seu desprezo era temido, e destruidora foi a sua crítica da teoria do *big bang*.

Hoyle condenou a teoria como epistemologicamente estéril porque parecia colocar um limite inviolável, temporal, à indagação científica: o *big bang*

era uma muralha de fogo, além da qual a ciência da época não sabia como ir. Hoyle considerou "altamente questionável que as leis da física nos levem a uma situação na qual somos proibidos de calcular o que aconteceu antes de um certo momento do tempo".¹⁰ Ironizou as conotações criacionistas da teoria: não foi proposta por um padre, Lemaître, e não tinha o Papa Pio XII, na abertura de uma reunião da Academia Pontifical de Ciências a 22 de novembro de 1951, declarado que estava de acordo com o conceito católico da criação (um êndosso que, como também ironizou Gamow, demonstrava a sua "inquestionável verdade")?¹¹ Empiricamente, Hoyle foi impiedoso ao chamar a atenção para o ponto mais fraco da teoria do *big bang*, o problema da escala temporal. Devido a vários erros, dos quais o mais importante foi um conhecimento inadequado da magnitude absoluta das estrelas variáveis cefeidas usadas como indicadores da distância intergaláctica, Hubble e Humason tinham subestimado seriamente as dimensões do universo em expansão — e, portanto, também a sua idade. A exposição original de Hubble da lei de expansão tinha sido que H_0 , o parâmetro da expansão, era igual a 550 km/s por megaparsec — significando isso que para cada megaparsec (ou 3,26 milhões de anos-luz) que vemos no espaço, encontramos galáxias que se distanciam em outros 550kps. O problema era que este valor para H_0 dava um tempo transcorrido desde o *big bang* de apenas cerca de dois bilhões de anos. Isso era inferior à idade do Sol e da Terra. Como o universo não pode ser mais novo do que as estrelas e planetas que contém, evidentemente alguma coisa estava errada.

Na opinião de Hoyle, o que estava errado era o próprio conceito de *big bang*. Como alternativa, ele e dois colegas, Herman Bondi e Thomas Gold, lançaram em 1948 o que chamaram de modelo do estado estacionário. De acordo com essa teoria, o universo era infinitamente velho e geracionalmente imutável. Não tinha ocorrido nenhum evento da criação, nenhuma infância de alta densidade a partir da qual o universo tivesse evoluído.* A teoria do estado estacionário não estava destinada a florescer: perdeu sua razão de ser quando os erros dos números das distâncias de Hubble foram retificados, e previu que algumas galáxias deviam ser muito mais velhas do que outras, mas nunca se encontrou prova disso. Ela teve, porém, o efeito salutar de concentrar a atenção dos seus defensores na questão da origem dos elementos mais pesados. Os partidários do estado estacionário dificilmente podiam imaginar, como fez Gamow, que os elementos tinham sido sintetizados no *big bang*, já que negavam ter havido jamais um *big bang*. Em conseqüência, foram obrigados a encontrar outra fornalha para cozinhar átomos maravilhosamente complexos como os de ferro, alumínio e estanho. O candidato óbvio eram as estrelas.

* Para explicar por que as galáxias não estão infinitamente distantes num universo infinitamente velho e em expansão, a teoria propunha que os átomos de hidrogênio se materializavam espontaneamente, a partir do espaço vazio, e daí se condensavam em estrelas e galáxias novas. Essa hipótese, embora muito ridicularizada na época, não é tão implausível quanto pode parecer à primeira vista. Devido à indeterminação quântica, partículas "virtuais" materializam-se a partir do espaço, constantemente, embora suas vidas sejam normalmente curtas. Em algumas versões da teoria do *big bang*, notadamente o modelo do "universo inflacionário", toda matéria teria surgido de um vácuo — toda ela ao mesmo tempo, e há muito tempo.

Hoyle, cujo conhecimento de física nuclear não foi superado entre os astrônomos de sua geração, tinha começado a trabalhar na questão das reações de fusão estelar em meados da década de 1940. Publicara pouco, porém, devido a uma constante batalha com os "juízes", colegas anônimos que lêem os trabalhos e os examinam cuidadosamente. A oposição desses leitores às idéias mais inovadoras de Hoyle levaram-no a suspender sua colaboração para as revistas científicas. Hoyle, porém, pagou pela sua rebeldia quando, em 1951, enquanto permanecia reimosamente em segundo plano, Ernst Öpik e Edwin Salpeter elaboraram a síntese, nas estrelas, de átomos, desde o berílio até o carbono. Amargurado com a oportunidade perdida, Hoyle rompeu então seu silêncio, e num artigo de 1954 demonstrou como as estrelas gigantes vermelhas podiam transformar o carbono em oxigênio-16.

À frente estava ainda o obstáculo aparentemente insuperável do ferro. O ferro é o mais estável de todos os elementos; a fusão de seus núcleos em núcleos de elemento mais pesado consome energia, em lugar de liberá-la; como, então poderiam as estrelas fundir o ferro, e continuar brilhando? Hoyle achava que as supernovas eram capazes disso — que o calor extraordinário de uma estrela que explode poderia servir para forjar os elementos mais pesados do que o ferro, se o calor de uma estrela comum não o podia fazer. Não era, porém, ainda capaz de prová-lo.

E então, em 1956, um novo estímulo foi dado à questão da produção estelar de elementos, quando o astrônomo norte-americano Paul Merrill identificou as reveladoras raíais do tecnécio-99 nos espectros das estrelas S. O tecnécio-99 é mais pesado do que o ferro. É também um elemento instável, com uma meia-vida de apenas 200 mil anos. Se os átomos de tecnécio detectados por Merrill se tivessem originado há bilhões de anos, no *big bang*, eles se teriam desintegrado desde então e restaria muito poucos para serem vistos hoje nas estrelas S ou em qualquer outro lugar. Não obstante, lá estavam eles. Evidentemente, as estrelas sabiam como fabricar elementos além do ferro, mesmo que os astrofísicos não soubessem.

Estimulado pela descoberta de Merrill, Hoyle renovou suas investigações da nucleogênese estelar. Levou muito a sério essa tarefa; quando criança, ao subir num muro de pedra enquanto brincava de esconde-esconde, certa noite, ele olhou para as estrelas e resolveu descobrir o que eram; o astrofísico adulto não esqueceu nunca sua decisão de infância. Visitando o California Institute of Technology, Hoyle viu-se em companhia de Willy Fowler, professor residente com um conhecimento enciclopédico da física nuclear, e Geoffrey e Margaret Burbidge, talentoso casal que, como Hoyle, não acreditava no *big bang*, e eram ambos ingleses.

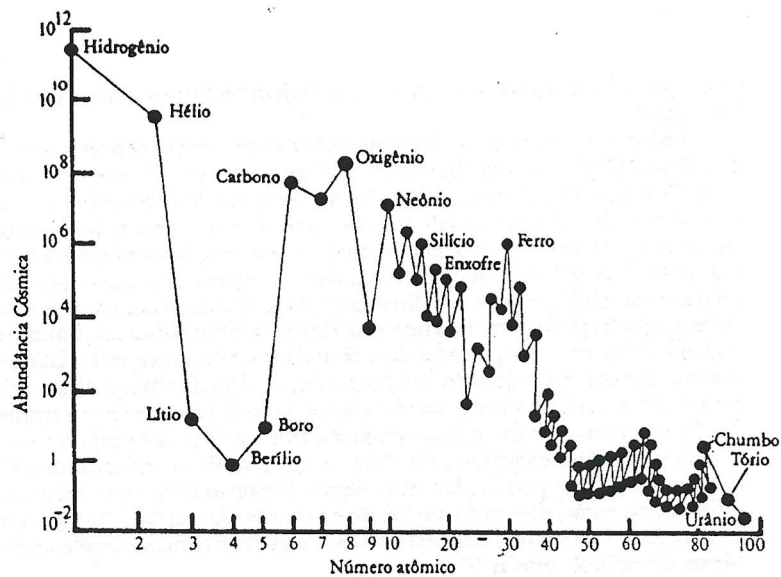
A revelação ocorreu quando Geoffrey Burbidge, examinando dados sobre o teste com uma bomba no atol de Bikini, que só recentemente tinham sido divulgados, observou que a meia-vida de um dos elementos radioativos produzidos pela explosão, o califórnio-254, era de 55 dias. Isso lhe acendeu uma luz: 55 dias era exatamente o período que uma supernova, estudada por Walter Baade, tinha levado para desaparecer. O califórnio é um dos elementos mais pesados; se fosse criado no calor intenso da explosão de estrelas, então certamente os elementos entre o ferro e ele — entre os quais está, afinal de contas, a maior

parte da tabela periódica — também se poderiam ter formado nessa ocasião. Mas como?

Felizmente, a natureza tinha proporcionado uma pedra de Rosetta em relação à qual Hoyle e seus colaboradores podiam testar suas idéias, na forma da curva de abundância cósmica. Tratava-se da plotação em peso dos vários átomos — cerca de 1.200 espécies de núcleos, se levados em conta os isótopos conhecidos — contra sua abundância relativa no universo, determinada pelo estudo das rochas da Terra, dos meteoritos caídos do espaço e dos espectros do Sol e das estrelas. Os físicos que trabalhavam no Projeto Manhattan e nos testes da bomba de hidrogênio, que se seguiram, se tinham acostumado a decifrar as reações em cadeia em causa, estudando a abundância relativa de vários isótopos encontrados nos restos deixados pela explosão. A curva de abundância do elemento cósmico era, num certo sentido, apenas um outro quadro desses, ampliado; Gamow chamou-a de "o mais antigo documento relativo à história de nosso universo".¹² Mas enquanto para Gamow essa história era principalmente a história do *big bang*, para Hoyle e seus colegas o importante era o que tinha acontecido desde então, dentro de um bilhão de trilhões de estrelas. "O problema da síntese de elementos", escreveriam eles, "está estreitamente ligado ao problema da evolução estelar."¹³

As diferenças nas abundâncias são grandes — há, por exemplo, dois milhões de átomos de níquel para cada quatro átomos de prata e 50 de tungstênio, na galáxia da Via Láctea — e a curva da abundância evidenciava, em consequência, uma série de picos irregulares, mais acidentada do que a linha dos Andes. Os picos mais altos era os do hidrogênio e hélio, os átomos criados no *big bang* — mais de 96% da matéria visível no universo são compostos de hidrogênio ou hélio — e havia picos menores, mas ainda distintos, de carbono, oxigênio, ferro e estanho. A acentuada definição da curva impunha limites — bem recebidos — a qualquer teoria da síntese de elementos nas estrelas. Bastava (embora isso fosse muito) identificar os processos pelos quais as estrelas tinham preferido fazer certos elementos em quantidades muito maiores do que outros. Ali estava inscrita a genealogia dos átomos, como um enorme hieróglifo ainda não traduzido: "A história da matéria", escreveram Hoyle, Fowler e os Burbidges, "...está oculta na distribuição da abundância dos elementos."¹⁴

Seu trabalho culminou, em 1957, num estudo de 103 páginas que marcou época, onde mostravam como os processos de fusão existentes, além da reação próton-próton de Bethe e do ciclo do carbono, podiam fazer os átomos dos elementos pesados — os "metais", que em linguagem astrofísica significam qualquer coisa mais pesada do que o hélio. O sustentáculo do estudo era a flecha do tempo: a evolução dos átomos, revelava ela, está ligada à evolução das estrelas, e a mistura dos elementos encontrados hoje no universo é, em grande parte, consequência daquilo que as estrelas fizeram no passado. A princípio, a energia da estrela é proporcionada pela "queima de hidrogênio", a fusão dos núcleos de hidrogênio para produzir hélio. É a reação próton-próton descoberta por Bethe, e pode prolongar-se por muito tempo, de cerca de um milhão de anos para uma estrela gigante que queime combustível furiosamente, até dez bilhões de anos para uma estrela menos quente, como o Sol. "Mas", como notaram Hoyle, Fowler e os Burbidges, "nenhum combustível nuclear pode durar indefinidamente."¹⁵ As reservas de hidrogênio acabam por esgotar-se e o núcleo da estre-



A curva da abundância do elemento cósmico mostra os números relativos de vários tipos de átomos encontrados no universo em geral. Serve como uma limitação para as teorias de como os elementos se formaram. (Segundo Tãube, 1982)

la se contrai. Essa contração aquece o núcleo, e no ambiente mais quente pode ter início a queima de hélio. A fusão dos núcleos de hélio forma átomos de carbono, oxigênio e neônio — mas não lítio, berílio ou boro, o que explica por que os primeiros elementos aparecem como picos na curva da abundância do elemento cósmico, e os segundos, como vales. Quando esse processo falha, o núcleo se contrai e aquece ainda mais, fundindo os núcleos de hélio com os de neônio, para fazer magnésio, sílica, enxofre e cálcio. Agora, a velha imagem de uma estrela de personalidade dupla poderia ser aperfeiçoada para uma estrela de personalidades múltiplas. Uma estrela altamente evoluída se decompõe em camadas, como uma cebola, seu núcleo de ferro gasoso cercado por camadas concêntricas nas quais sílica, oxigênio, neônio, carbono, hélio e, na camada mais externa, hidrogênio, são queimados. E assim vai, passando-se por demonstrações antes não percebidas da virtuosidade da alquimia estelar.

O ferro representa a morte, e a morte, a libertação. O núcleo férreo cresce como um câncer no coração da estrela, estancando as reações nucleares em tudo o que toca, até que a estrela se torna fatalmente desequilibrada e cai vítima de um colapso geral. Se a massa do núcleo é de um décimo a duas ou três vezes a do Sol — e valemo-nos aqui de pesquisas de Gamow, Baade, Robert Oppenheimer, Fritz Zwicky e outros — o núcleo cristaliza-se rapidamente numa esfera de aço, uma "estrela de nêutrons". Lisas como um rolamento e menores do que

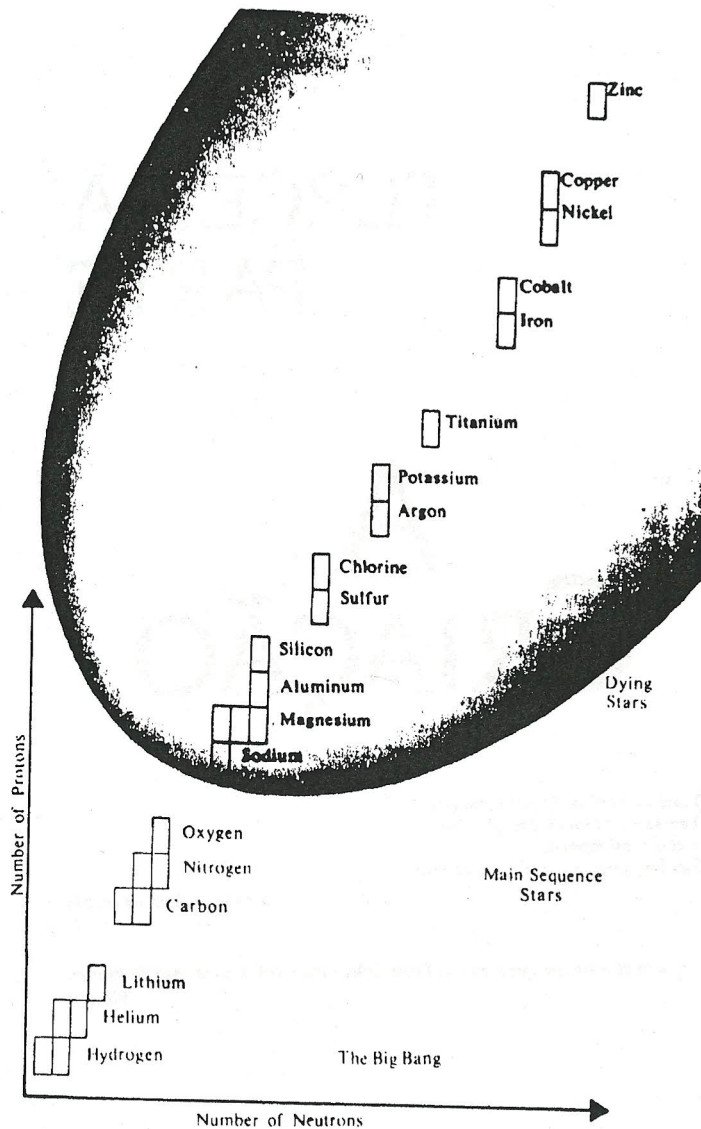
uma cidade, mas tão maciças quanto o Sol, as estrelas de nêutrons giram rapidamente em seu eixo e emitem pulsares de radiofrequência, ao girar, criando um farol do tipo que revelou a localização das supernovas de Tycho e Kepler. Parecem-se muito com um gigantesco núcleo atômico — como se a verdadeira missão da estrela, a de conjurar núcleos, estivesse finalmente monumentalizada num túmulo nuclear colossal.

O lado brilhante, literalmente, é que a explosão da estrela gera energia suficiente para sintetizar uma enorme variedade de átomos mais pesados do que o ferro. Quando o núcleo de ferro entra em colapso, emite um único grande estampido, e a onda sonora desse soar final do gongo sobe pelo gás que irrompe, vindo do envoltório de matéria estelar que ficou para trás. Quando a onda sonora que se projeta para fora encontra as ondas de gás que vem entrando, o resultado é um choque mais forte do que qualquer outro que se conheça no universo. Num momento, toneladas de ouro e prata, mercúrio, ferro e chumbo, iodo e cobre são forjadas numa feroz zona de colisão. A detonação explode as camadas externas da estrela lançando-as ao espaço interestelar, e a nuvem com sua valiosa carga se expande, avançando durante eões para misturar-se às nuvens interestelares circundantes. Quando estrelas recentes se condensam dessas novas, seus planetas herdam os elementos forjados pelas estrelas. A Terra foi um desses planetas, e é essa a origem dos escudos de bronze e das espadas de aço com os quais os homens lutaram, e do ouro e prata pelos quais lutaram, e os pregos de ferro que os homens do capitão Cook trocaram pelos carinhos das taitianas.

Estrelas menores contribuem de forma menos dramática para a evolução química do universo, mas também elas desempenham um papel, soprando os núcleos dos elementos pesados pelo espaço através dos ventos estelares, perdendo suas atmosferas exteriores como nebulosas planetárias, ou lançando-as ao espaço em explosões menos destruidoras mas ainda imponentes, chamadas novas. Podemos ver seu trabalho nos gradientes químicos que se evidenciam na face das galáxias: os metais são escassos nos espectros de estrelas próximas do centro galáctico, onde poucas estrelas se formaram desde os primeiros tempos, ao passo que as localizadas nos braços espirais, onde sua formação continua, são ricas nesses elementos mais pesados. Nós vemos e tocamos — na verdade, *somos* — produtos da evolução dos átomos e estrelas.

Resta muito a ser aprendido sobre as estrelas agonizantes e seu legado químico. Encerramos esta história inacabada com uma citação do astrônomo de Berkeley, Frank Shu, sobre pesquisa feita pelos cientistas soviéticos Yakob Zel'dovich e Igor Novikov. Escreve ele:

As estrelas começam suas vidas como uma mistura principalmente de núcleos de hidrogênio e seus elétrons despojados. Durante a fase luminosa de uma estrela de grande massa, os prótons combinam-se, graças a uma variedade de complicadas reações, em elementos cada vez mais pesados. A energia nuclear assim liberada proporciona, em última análise, diversão e emprego aos astrônomos. No fim, porém, o processo da supernova serve para desfazer a maior parte dessa evolução nuclear. O núcleo acaba formando uma massa de nêutrons. Ora, o estado final, os nêutrons, contêm *menos* energia nuclear de ligação do que a fase inicial, prótons e elétrons. Portanto, de onde veio toda a energia quando as estrelas estavam brilhando todos esses milhões de anos? De onde veio a energia para produzir o som e a fúria



Zinc — Zinco, Copper — Cobre, Nickel — Níquel, Cobalt — Cobalto, Iron — Ferro, Titanium — Titânio, Potassium — Potássio, Argon — Argônio, Chlorine — Cloro, Sulfur — Enxofre, Silicon — Silício, Aluminum — Alumínio, Magnesium — Magnésio, Sodium — Sódio, Oxygen — Oxigênio, Nitrogen — Nitrogênio, Carbon — Carbono, Lithium — Lítio, Helium — Hélio, Hydrogen — Hidrogênio, Number of Proton — Número de prótons, Dying star — Estrelas agonizantes, Main sequence stars — Estrelas de sequência principal, The Big Bang — O big bang, Number of Neutrons — Número de nêutrons.

A evolução cósmica dos elementos envolve a construção de núcleos atômicos simples no big bang, e a subsequente fusão desses núcleos leves em núcleos mais pesados e mais complexos, dentro das estrelas. (Segundo Reeves, 1984.)

que é a explosão de uma supernova? A energia é conservada: quem pagou os débitos, no fim? Resposta: a Gravidade! O potencial gravitacional da estrela de nêutrons final é muito maior (negativamente: é essa a dívida) do que a energia gravitacional potencial da correspondente estrela de sequência principal. Portanto, apesar de toda a interessante física nuclear, em última análise Kelvin e Helmholtz tinham razão, afinal de contas! A fonte final de energia nas estrelas, que produz o maior volume de energia, é a força da gravidade.¹⁶

Lembremo-nos da imagem humana ao observarmos a poeira de ouro e os diamantes despedirem-se da estrela esgotada, ao distanciarem-se para serem combinados em futuros mundos e mentes: do rosto de Kelvin, o velho que atemorizou Rutherford certo dia quando o século era jovem, vencendo seu sono para cerrar primeiro o cenho, e depois sorrir.

NOTAS

1. Chamberlin, *Science*, vol. 9, 7 de julho de 1899, p. 12, in Albritton, 1980, p. 198.
2. Planck, discurso do Prêmio Nobel, in Heathcote, 1954, p. 415.
3. Annie Jump Cannon, "Pioneering in the Classification of Stellar Spectra", para "The Henry Draper Memorial", *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*, vol. 9, 1915, in Shapley, 1960, p. 158.
4. In Lang e Gingerich, 1979, pp. 14-20.
5. *Ibid.*, p. 288.
6. Hans Bethe, discurso do Prêmio Nobel, in Heathcote, 1954, p. 216.
7. In Bernstein, 1980, p. 53.
8. In Lang e Gingerich, p. 288.
9. Gamow, 1951, p. 73.
10. Hoyle, 1965, p. 102.
11. In Berger, 1985, p. 387.
12. Gamow, 1951, p. 49.
13. E. Margaret Burbidge, Geoffrey R. Burbidge, William A. Fowler, e Fred Hoyle, "Synthesis of the Elements in Stars", *Review of Modern Physics*, vol. 29, 1957, pp. 547-650, in Lang e Gingerich, p. 383.
14. *Ibid.*, p. 377.
15. *Ibid.*, p. 386.
16. Shu, 1982, p. 157.