

Capítulo 11

ESTRUTURA E EVOLUÇÃO ESTELAR

Evolução pré-Sequência Principal

Trajatórias Evolutivas no Diagrama H-R

Formação de Estrelas

Tempo de Contração

Emissão de Radiação de estrelas jovens

Famílias de estrelas: aglomerados estelares

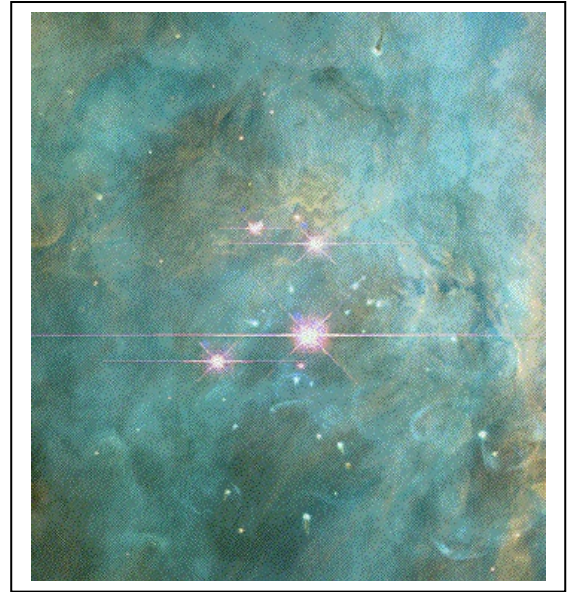
Origem da Energia Estelar

Átomos e Isótopos

Cadeia próton-próton

Ciclo do Carbono

Processo triplo-alfa



Fase de Estabilidade: Sequência Principal

Modelos para Interiores Estelares

Características Físicas das Atmosferas Estelares

Bibliografia:

- “Astronomia e Astrofísica” – IAG/USP, ed. W. Maciel (cap.11 e 12)
- “Contemporary Astronomy”, Pasachoff 1981, (cap. 8 e 9)

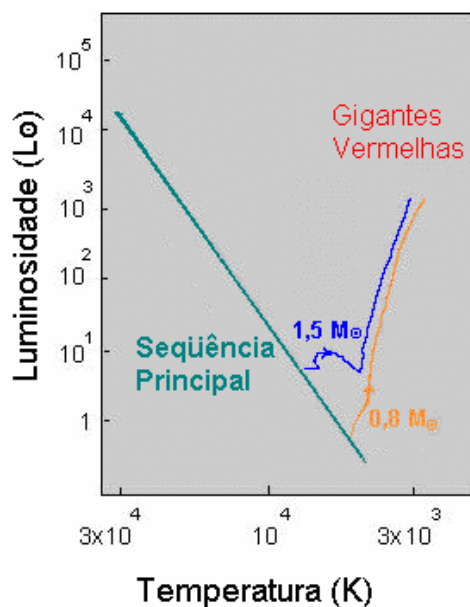
Evolução Pré-Seqüência Principal

Apesar de ser bastante longo, o período de vida de uma estrela é limitado. Os processos de formação estelar serão descritos no Capítulo 14, que trata do Meio Interestelar. No presente capítulo estudaremos a juventude das estrelas, uma fase conhecida como pré-seqüência principal; os mecanismos de geração de energia no interior estelar durante o período considerado a “maturidade” da estrela, a seqüência principal; e os modelos que buscam explicar a estrutura estelar.

Mesmo para uma estrela, ser jovem é estar passando por processos de intensa atividade, constantes modificações e instabilidades. Nessa fase ela vai sofrer variações de temperatura, massa e diâmetro. Quando a estrela chega na seqüência principal ela ainda é relativamente jovem e a queima¹ de hidrogênio no seu interior iniciou-se "recentemente". Na maioria dos casos, esta é uma fase duradoura e de relativa estabilidade. Para o Sol, por exemplo, o tempo total de permanência na seqüência principal é cerca de 11 bilhões de anos², um período em que ele ficará tranqüilamente queimando hidrogênio em seu interior.

Trajetoárias Evolutivas no Diagrama H-R

Vimos anteriormente que o tipo espectral de uma estrela é basicamente designado por uma das letras: **O, B, A, F, G, K e M**, sendo que cada dessas classes pode ser dividida em 10 sub-classes: B0, B1...B9 (com exceção a classe O, que tem sub-dividivões de 5 a 9). Esta é uma seqüência de cores (ou temperaturas efetivas), em que os primeiros tipos (O, B...) correspondem às estrelas mais quentes e mais azuladas e as dos últimos tipos (...K, M) são as mais frias e vermelhas.



Esta é uma seqüência de cores (ou temperaturas efetivas), em que os primeiros tipos (O, B...) correspondem às estrelas mais quentes e mais azuladas e as dos últimos tipos (...K, M) são as mais frias e vermelhas.

O diagrama H-R é a forma de se comparar os parâmetros estelares, relacionados com brilho (luminosidade e temperatura), entre os vários tipos de estrelas. As diferentes categorias de estrelas localizam-se em específicas regiões do diagrama H-R, que podem ser divididas em classes de luminosidade: I, II e III para gigantes, IV e V sub-gigantes e seqüência principal.

Figura 1. Um Diagrama H-R mostrando as trajetórias evolutivas de duas estrelas de massas diferentes.

¹ "queima de Hidrogênio" é uma expressão coloquial - não estamos lidando com o sentido genérico de queima, mas sim com reações nucleares.

² Cerca de 4.5 bilhões de anos já se passaram, desde que o Sol entrou na seqüência principal.

Conhecendo-se a luminosidade (L) e a temperatura (T) de uma estrela, é possível posicioná-la (graficar o ponto L, T) no Diagrama H-R em qualquer fase de sua vida. Uma estrela em fase de formação, por exemplo, terá um específico par (L, T) enquanto ainda faltar 10^6 anos para o início da fusão nuclear no seu interior. Meio milhão de anos depois, o par (L, T) será outro.

Cada par de luminosidade e temperatura corresponde a um ponto no diagrama H-R. Se conectarmos todos os pontos representando a vida inteira de uma estrela nós estabelecemos a sua trajetória evolutiva.

Pré-Sequência Principal

Numa galáxia podem existir várias regiões de formação, consideradas berçários de estrelas, que são as nuvens de gás e poeira.

Devido a flutuações de densidade, em alguns pontos da nuvem-mãe a concentração de gás e poeira pode ser alta o suficiente para que a matéria sofra contração sob o efeito da gravidade. Com isso, energia é gerada, causando o aquecimento da matéria, que por sua vez vai provocar a emissão de radiação do objeto, uma **protoestrela**.

Seguindo a **trajetória evolutiva** de uma protoestrela de uma massa solar ($1M_{\odot}$) no Diagrama H-R, verifica-se no período entre 10^5 e 10^6 anos um deslocamento para baixo, a uma temperatura aproximadamente constante, indicando uma diminuição de luminosidade.

A partir de 10^7 anos a trajetória segue para a esquerda (indicando o aumento da temperatura) e para cima (aumento da luminosidade). Dadas as elevadas temperatura e pressão, aumenta a força no sentido de expulsar o material, e esta pressão de radiação é balanceada pela força gravitacional, que tende a contrair a estrela. Quando o equilíbrio entre pressão e gravidade é atingido na região central, os grãos de poeira se evaporam e o gás torna-se opaco, não permitindo a saída direta da radiação do objeto central. As camadas mais externas continuam se contraindo, a área superficial diminui, causando uma diminuição da luminosidade e a trajetória move-se novamente para baixo no Diagrama H-R.

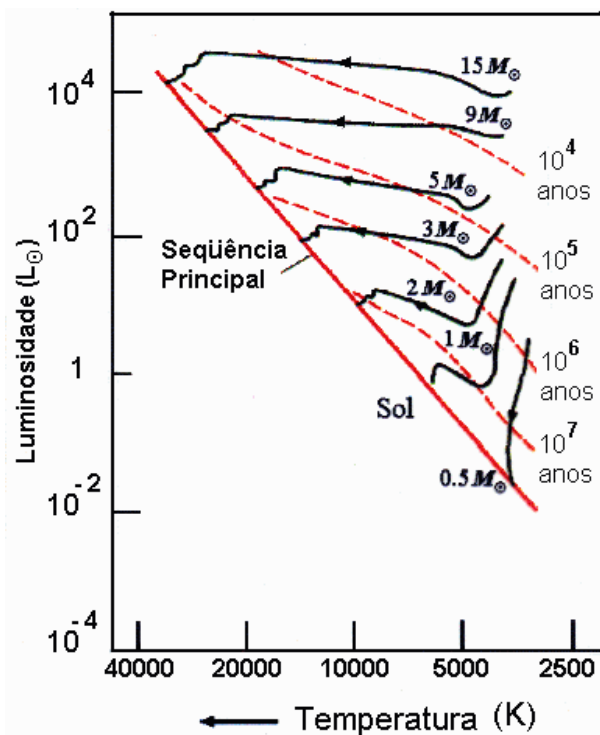


Figura 2 Diagrama H-R mostrando as trajetórias evolutivas na fase pré-sequência principal para estrelas de diferentes massas. As linhas tracejadas indicam o tempo de evolução.

Tempo de contração

Após alguns milhares de anos de contração gravitacional a temperatura chega a 2000-3000 K. Nesse ponto a protoestrela ainda é bem grande e consideravelmente brilhante: uma protoestrela de $1M_{\odot}$ chega a ser 20 vezes maior em diâmetro e 100 vezes mais brilhante que o Sol. O tempo total gasto para o colapso gravitacional que ocorre durante a formação de uma estrela depende de sua massa inicial: as protoestrelas de altas massas são as que se contraem no tempo mais curto.

A trajetória evolutiva de protoestrelas começa na região das gigantes vermelhas no Diagrama H-R³, mas o tempo que permanecem nessa região é uma fração bastante curta de sua vida. Uma protoestrela de $15 M_{\odot}$ gasta "apenas" 10 mil anos para entrar na seqüência principal; já uma protoestrela de $1 M_{\odot}$ leva alguns milhões de anos para que se inicie em seu interior a queima de hidrogênio. Em termos astronômicos esses tempos são tão curtos que é muito rara a "descoberta" de uma protoestrela nos primeiros estágios de evolução.

Protoestrelas menos massivas que $0.08 M_{\odot}$ nunca chegam a desenvolver a pressão necessária para iniciar a queima de hidrogênio em seu interior. Algumas pequenas protoestrelas se contraem até tornarem-se objetos semelhantes a planetas. Já as de massa maior que $100 M_{\odot}$ desenvolvem altas temperaturas tão rapidamente, que a pressão de radiação torna-se a força dominante contra o colapso gravitacional.

Emissão de radiação em estrelas jovens

As grandes quantidades de gás e poeira ao redor das estrelas em formação impedem que se observe diretamente a radiação desses objetos, tornando-os "invisíveis" para telescópios ópticos. Isso ocorre porque os grãos de poeira absorvem a radiação emitida pelo objeto central e re-emitem em comprimentos de onda "mais frios", na faixa do infravermelho. O nascimento de uma estrela é marcado pelo início das reações nucleares no seu interior e o momento em que ela se torna visível.

Para algumas estrelas "recém-nascidas", na pré-seqüência principal, ainda ocorrem processos de colapso gravitacional e passagem de matéria da nuvem-mãe para a estrela.

Uma das categorias desse tipo de estrelas é conhecida como **T Tauri**⁴. Essas estrelas têm massas da ordem de $1 M_{\odot}$ e tipos espectrais de F até M (temperaturas de 7×10^3 a 4×10^3 K). Por estarem ainda passando por processos de "acrécimo" (queda) e ejeção de matéria, as T Tauri apresentam grande variabilidade de brilho e forte emissão infravermelha e ultravioleta.

³Esta é apenas uma coincidência de mesma localização no Diagrama H-R, pois as protoestrelas não são gigantes vermelhas.

⁴Em homenagem a estrela T Tau, o protótipo dessa categoria, que se encontra na constelação do Touro.

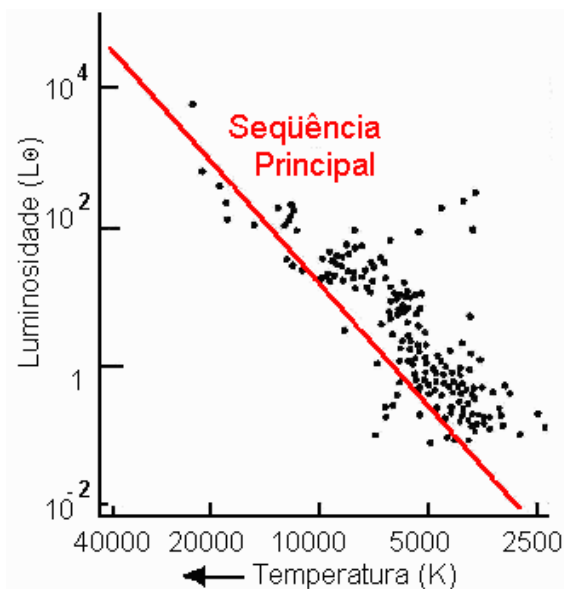
Associadas a grupos de T Tauri encontram-se freqüentemente nebulosidades de gás e poeira, com formato de "nódulos", que mostram espetaculares jatos de matéria, quando observados em comprimentos de ondas rádio. Essas compactas regiões indicadoras de formação estelar são conhecidas como **Objetos Herbig-Haro**. A estrutura (forma, tamanho) e o brilho dos objetos Herbig-Haro variam continuamente. Acredita-se que estas alterações indiquem os estágios finais da fase de contração na pré-seqüência principal.

Estrelas pré-seqüência principal mais quentes que as T Tauri são as estrelas de massa intermediária ($2-8 M_{\odot}$) conhecidas como estrelas dos tipos **Herbig Ae/Be**, que também são circundadas por poeira, apresentando um espectro de emissão não encontrado normalmente em estrelas de tipo espectral semelhante (temperaturas de aproximadamente 1×10^4 a $2,5 \times 10^4$ K).

Estrelas ainda mais massivas se formam tão rapidamente que não passam pela pré-seqüência principal. As de tipo O e B são as mais quentes e mais luminosas, com temperaturas superficiais de 15×10^3 a 35×10^3 K, emitindo fortemente radiação ultravioleta.

Aglomerados Estelares

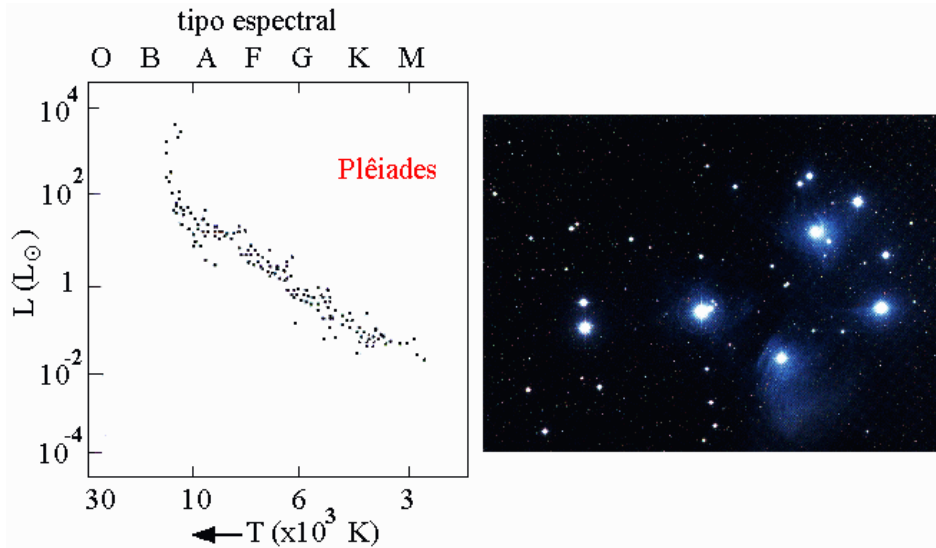
A "infância" de um grupo de estrelas jovens, também conhecidos como **aglomerados abertos**, pode ser avaliada através de estudos individuais. A partir das medidas de magnitude e índices de cor para cada membro do grupo, pode-se deduzir luminosidades e temperaturas e determinar a idade do aglomerado. Na Figura 3, que



representa o Diagrama H-R do aglomerado jovem NGC2264, nota-se que as estrelas com temperatura em torno de 2×10^4 K já chegaram na seqüência principal. As estrelas mais frias que 10^4 K estão na fase final da pré-seqüência principal, ainda sofrendo colapso gravitacional, e que tiveram recentemente em seu interior o início das reações termonucleares. Os resultados para NGC2264 indicam uma idade de aproximadamente 2×10^6 anos.

Figura 3. Um diagrama H-R do aglomerado jovem NGC2264. Cada ponto do gráfico representa uma estrela do aglomerado, para a qual foram determinadas luminosidade e temperatura.

Alguns indícios de atividade (associados aos processos de formação) ainda podem ocorrer mesmo depois da estrela ter chegado na seqüência principal. Para o aglomerado das Pleíades⁵ (idade estimada em 10^8 anos) observam-se ainda eventos de perda de massa em algumas de suas estrelas.



massa em algumas de suas estrelas.

Figura 4. O aglomerado aberto das Plêiades e seu Diagrama H-R.

Um outro tipo de aglomerado estelar, é chamado aglomerado globular, contendo até alguns milhões de estrelas contidas numa região de cerca de 50pc, numa distribuição aproximadamente esférica. A Figura 5 mostra o Diagrama H-R para o aglomerado globular Omega Centauri. Nota-se uma clara ausência de estrelas de alta massa, como as gigantes azuis e brancas. Como esse aglomerado é muito antigo, as estrelas de tipos O e B (as quais consomem seu combustível num tempo muito curto) já desapareceram da seqüência principal. Além das diferenças em idades e distribuição espacial dos membros, podemos dizer que o aglomerado aberto tem a tendência de se dispersar ao longo do tempo, enquanto que o aglomerado globular permanece fisicamente ligado por todo o tempo.

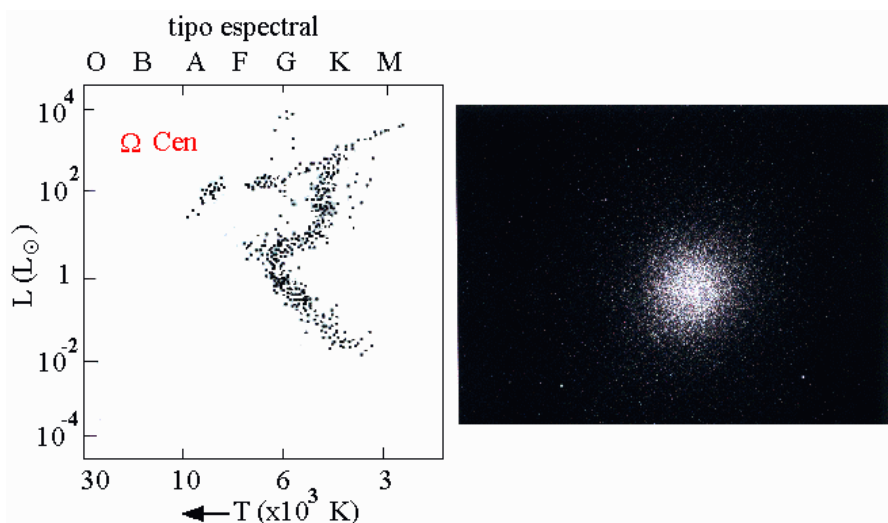


Figura 5. O aglomerado globular Omega Centauro e seu Diagrama H-R.

⁵As Plêiades se encontram na constelação do Touro e podem ser vistas a olho nu.

Origem da energia estelar

Quando a parte central da protoestrela fica quente o suficiente, iniciam-se os processos de fusão nuclear, gerando a energia necessária para a estrela se sustentar. Basicamente os processos de fusão envolvem 4 núcleos de hidrogênio que se fundem, para formar 1 núcleo de hélio. Enquanto o hidrogênio tem apenas 1 próton em seu núcleo, o hélio possui 2 prótons e 2 nêutrons, sendo que a massa do núcleo formado é um pouco menor que a soma das massas dos 4 núcleos utilizados. É essa diferença de massa (0.007 da massa inicial) que será convertida em energia no interior estelar⁶. Como na seqüência principal 90% dos átomos de uma estrela são de hidrogênio, ela tem armazenada uma grande quantidade de combustível para ser "queimado".

As cadeias de reações nucleares propostas para explicar a fusão dos 4 núcleos de hidrogênio em 1 de hélio dependem da temperatura em que se encontra o interior estelar. A chamada cadeia **próton-próton** domina as estrelas mais frias, incluindo o Sol, enquanto que o ciclo do carbono é dominante nas estrelas mais quentes. Nos casos em que o hélio já foi formado e as temperaturas são muito elevadas ocorre o chamado processo **tríplo-alfa**. Antes de detalharmos cada um desses processos, vamos rever a nomenclatura adotada para átomos e isótopos.

Átomos e Isótopos

No núcleo concentra-se a maior parte da massa de um átomo, ocupando um pequeno volume na sua região central, a qual é circundada pelos elétrons. O número de prótons no núcleo determina a quantidade necessária de elétrons para que o átomo esteja no estado neutro. Cada elemento é definido por um número específico de prótons, enquanto que o número de nêutrons não é fixo⁷. Por exemplo, no caso do Berílio, que tem 4 prótons, podemos encontrá-lo com 3, 5 ou 6 nêutrons (Be^7 , Be^9 , Be^{10}), mas a forma mais estável é a de Be^9 , com 5 nêutrons.

São as diferentes formas de um mesmo elemento que são chamadas de isótopos. Para designar os isótopos utiliza-se a convenção de se indicar o número de prótons (*número atômico*) subscrito **antes** do símbolo do elemento, e a soma de prótons e nêutrons (número de massa) sobrescrito **depois** do símbolo. Por exemplo, o deutério, um isótopo do hidrogênio é representado por ${}_1\text{H}^2$, já que ele possui 1 próton e 1 nêutron. Quando os isótopos não são estáveis, eles são chamados de radioativos e transformam-se espontaneamente em um outro isótopo ou elemento. Em alguns tipos de decaimento radioativo libera-se a partícula denominada *neutrino*.

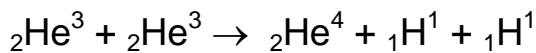
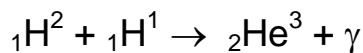
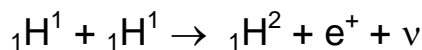
⁶Apesar de muito pequena, essa fração de massa é convertida de acordo com $E=mc^2$. Como a velocidade da luz (c) é muito alta, a porção de energia gerada também atinge valores elevados.

⁷Com exceção do hidrogênio e do hélio, o número de nêutrons é de 1 a 2 vezes o número de prótons.

Cadeia próton-próton

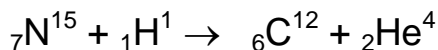
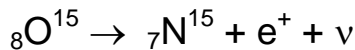
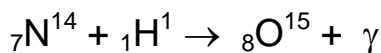
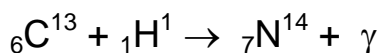
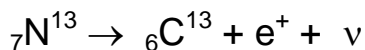
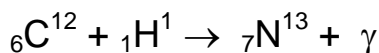
Esta é a cadeia dominante em estrelas cuja temperatura central é menor que 15×10^6 K. Inicialmente dois átomos de hidrogênio se fundem para formar um núcleo de deutério, um pósitron (e^+) e um neutrino (ν). O neutrino imediatamente escapa da estrela, enquanto que o pósitron logo colide com um elétron e ambos são aniquilados, liberando energia.

Em seguida o núcleo de deutério se funde a um outro átomo de hidrogênio, para se transformar num isótopo de hélio com 2 prótons e 1 nêutron, liberando ainda energia na forma de fótons (γ). Por fim, dois desses isótopos se fundem para formar um átomo de hélio e dois núcleos de hidrogênio. Sendo assim, um total de 6 núcleos de hidrogênio estão envolvidos nas reações, mas apenas 4 deles são utilizados para formar o hélio.



Ciclo do Carbono

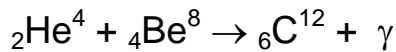
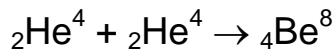
Este ciclo inicia-se com a fusão de um núcleo de hidrogênio com um núcleo de carbono. Depois de várias etapas em que são utilizados 4 núcleos de hidrogênio, formam-se 1 núcleo de hélio e um de carbono, e um novo ciclo pode se iniciar.



Como o ciclo também pode ser iniciado pelo nitrogênio ou pelo oxigênio, o processo também é chamado o ciclo carbono-nitrogênio ou ciclo CNO.

Processo triplo alfa

O núcleo do átomo de hélio, também chamado "partícula alfa", pode participar da produção de carbono em interiores estelares com temperaturas acima de 10^8K . Como 3 núcleos ${}_2\text{He}^4$ produzem um núcleo ${}_6\text{C}^{12}$, o processo é chamado "triplo-alfa".



O estudo dos vários processos que podem formar elementos mais pesados no interior estelar é chamado **nucleosíntese**. Acredita-se que a síntese de isótopos de hidrogênio e hélio ocorreu nos primeiros minutos após a origem do Universo e que os elementos pesados foram formados em processos estelares.

Uma fase de estabilidade: a seqüência principal

Para que a fusão nuclear se inicie, os núcleos devem estar suficientemente próximos uns dos outros, mas por serem todos de carga positiva⁸ a repulsão elétrica entre eles impede a aproximação necessária para que a fusão possa ocorrer.

No interior de uma protoestrela em contração a temperatura cinética aumenta cada vez mais e portanto as partículas atingem altas velocidades. Dessa forma, alguns núcleos terão a energia necessária para superar a repulsão elétrica, permitindo que os mesmos possam interagir.

Uma vez estabelecidos os processos termonucleares, eles se auto-controlam. Quando a produção de energia nuclear aumenta, um excesso de pressão é gerado, provocando uma tendência de expandir a estrela. Com o aumento do tamanho, o gás no interior da estrela tende a esfriar, o que diminui a produção de energia. Assim, a estrela acaba encontrando a temperatura e o tamanho ideais para o equilíbrio, permitindo que ela fique estável por um longo período. Essa fase de estabilidade, na qual a estrela permanece durante a maior parte de sua vida, é a chamada seqüência principal.

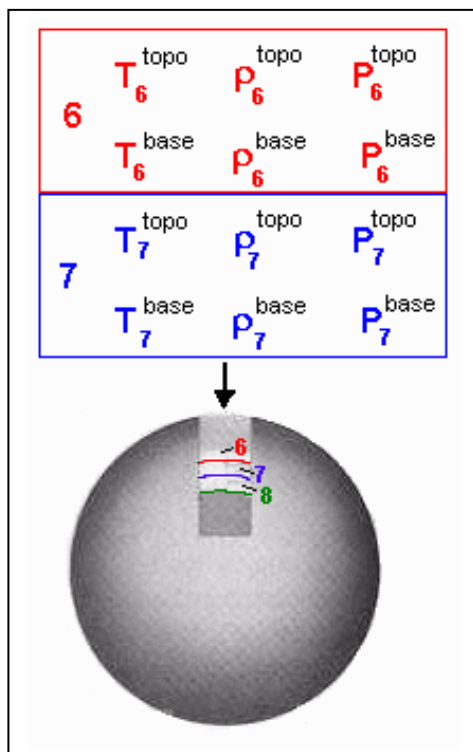
Quanto mais massiva a estrela, no seu interior a temperatura atinge altos níveis antes que ela possa gerar a pressão necessária para contrabalancear a gravidade. As estrelas mais quentes e mais massivas têm alta luminosidade superficial e consomem seu combustível a taxas muito mais altas que estrelas menos massivas, e portanto têm um tempo de vida mais curto.

⁸Os núcleos são basicamente formados de prótons e nêutrons.

Modelos para interiores estelares

Os estudos teóricos sobre o interior de estrelas são baseados em conjuntos de equações buscando soluções que expliquem a estrutura interna das estrelas. Com o advento de computadores operando a altas velocidades os cálculos passaram a ser realizados com eficiência muito maior.

Em geral os teóricos elaboram um "modelo" para o interior estelar, variando diferentes parâmetros físicos (temperatura, densidade, pressão) para cada posição dentro da estrela. Uma forma de simplificar os cálculos é supor uma distribuição de gás em uma série de camadas concêntricas (chamado modelo "casca de cebola").



Desta forma, calculam-se para cada camada os processos que podem estar ocorrendo no seu interior. Considera-se que os parâmetros sejam deduzidos através de um ajuste dos valores de forma que sejam consistentes nas regiões de limite entre as camadas, como exemplificado na Figura 6. Isso garante que, no modelo teórico, a mudança nos valores dos parâmetros ocorra de uma forma contínua, de uma altura para outra dentro da estrela, buscando uma maior semelhança com o que ocorre na realidade.

Figura 6. Para os cálculos teóricos no modelo estelar supõe-se que a estrela seja dividida em camadas estreitas. Os parâmetros físicos, como temperatura (T), pressão (P) e densidade (ρ) no topo de uma camada devem ser os mesmos na base da próxima camada mais alta.

Características físicas das atmosferas estelares

A fotosfera de uma estrela corresponde a uma estreita camada, na qual pode-se supor uma distribuição uniforme do gás e suas propriedades físicas podem ser aproximadas pelos valores médios de sua pressão (P), temperatura (T) e composição química (μ). Considerando que a densidade n (número/ m^3) de partículas (moléculas, átomos, íons e elétrons) seja alta o suficiente podemos admitir a condição de **equilíbrio termodinâmico**. Isso se garante pelo alto número de colisões que favorecem um equilíbrio de excitações e ionizações, em que se aplicam tanto a equação de Boltzmann, como a de Saha. Podemos também supor que o gás obedece a lei dos gases perfeitos: $P = nkT$, onde k é a constante de Boltzmann.

A densidade de partículas é relacionada com a densidade de massa ρ (kg/m^3) e a composição μ , cuja definição é $\frac{1}{\mu} = \frac{m_H n}{\rho}$, onde m_H é a massa do átomo de hidrogênio ($1,67 \times 10^{-27} \text{Kg}$). No caso das estrelas adota-se $\frac{1}{\mu} = 2X + \frac{3}{4}Y + \frac{1}{2}Z \approx 2$, onde X, Y e Z correspondem à fração de massa do hidrogênio, do hélio e dos elementos mais pesados, respectivamente.

Apesar das partículas do gás se moverem a altas velocidades, numa escala macroscópica a atmosfera estelar encontra-se no estado estacionário, assim podemos supor um equilíbrio hidrodinâmico: $\frac{\partial P}{\partial r} = -\left(\frac{GM}{R^2}\right)\rho = -g\rho$, onde g é a aceleração gravitacional (m/s^2).

A pressão diminui então, de dentro para fora da estrela. Se substituirmos a dependência em r pela expressão da **profundidade óptica** τ (o parâmetro que representa o caminho livre-médio das partículas), dada por $\partial \tau = -\kappa \rho \partial r$, onde κ é a opacidade atmosférica dada em m^2/kg , podemos escrever a equação de variação de pressão como sendo $\frac{\partial P}{\partial \tau} = \frac{g}{\kappa}$. Integrando essa equação, temos $P = \left(\frac{g}{\kappa}\right)\tau$.

Como κ depende da temperatura, da composição química e da pressão de elétrons (P_e), a pressão P também é função desses parâmetros. Temos também a relação $\frac{P_e}{P} = \frac{N_e}{N}$, onde $\frac{N_e}{N}$ nos é dado pela equação de ionização.

Isso resulta em um sistema de equações dependentes dos parâmetros T , P , P_e e κ , que pode ser resolvido se considerarmos também a equação de transporte radiativo, em que o fluxo de radiação se correlaciona com temperatura através da expressão $F = \sigma T^4$. Baseados nessas aproximações temos então a possibilidade de resolver o sistema de equações, que estabelecem o modelo para a atmosfera estelar.

Com as equações que representam todos os processos de transporte de energia e matéria, podem-se escrever modelos, calculados por programas de computador, que simulam os processos ocorrendo em várias camadas da estrela, bem como sua evolução ao longo do tempo. As conclusões apresentadas no próximo capítulo são resultados da aplicação destes modelos.