

EVOLUÇÃO ESTELAR - I

Roberto Ortiz

1. Introdução

A observação do céu ao longo de milênios não tem revelado muitas mudanças no cenário estelar. Entre as mais de 6 mil estrelas visíveis a olho nu, poucas são aquelas que têm exibido alterações de cor ou brilho, por exemplo. Se imaginarmos que esses astros não são perenes, então somos inclinados a concluir que a evolução estelar é um processo extremamente lento quando comparado à escala de vida humana. Considerando este fato, é pertinente a pergunta: como um astrônomo pode estudar a evolução das estrelas se elas evoluem tão lentamente que nem mesmo milhares de anos revelam qualquer alteração? É evidente que não há solução para este impasse se considerarmos cada estrela individualmente. No entanto, dispomos de telescópios que nos permitem observar bilhões de estrelas no Universo, em diversos estágios evolutivos. Sem dúvida, os telescópios nos proporcionam uma amostra de estudo extremamente grande e variada em termos de idade, temperatura, massa, etc. Portanto, a evolução estelar pode ser efetivamente estudada se analisarmos um enorme número de estrelas e tentarmos compreender essa variedade de características sob um ponto de vista evolutivo.

Aglomerados de estrelas são excelentes amostras para se estudar evolução estelar pois todos os membros estão associados a uma mesma nuvem de gás hidrogênio e portanto devem ter se formado mais ou menos ao mesmo tempo. Por outro lado, o estudo do diagrama H-R desses aglomerados mostra que eles contém estrelas de diferentes massas e que exibem diferentes características. Portanto parece haver uma relação entre a massa de uma estrela e o tempo necessário para que ela atinja um determinado estágio evolutivo. Modelos teóricos têm mostrado que essa relação é correta e têm auxiliado na compreensão dos diversos fenômenos físicos que ocorrem nas estrelas, particularmente em seu interior. O estudo de centenas de aglomerados estelares, regiões de formação de estrelas e a observação de episódios cruciais da evolução estelar – transferência de massa, eventos explosivos, etc. – têm permitido aos astrônomos a formulação de uma teoria de evolução estelar consistente com essas observações.

O “caminho” que uma estrela irá seguir depende principalmente de sua massa e é conveniente descrever a evolução estelar para três intervalos de valores: estrelas de **baixa massa** ($M^* < 0,8 M_{\text{sol}}$), **massa intermediária** ($0,8 < M^*/M_{\text{sol}} < 8$) e **massivas** ($M^* > 8 M_{\text{sol}}$). Há um cenário evolutivo distinto para cada um desses intervalos e neste capítulo ocuparemos dos dois primeiros intervalos. A evolução de estrelas massivas será abordada no próximo capítulo.

2. A luminosidade das estrelas

Qual é a origem da luminosidade das estrelas? Essa pergunta adquiriu grande relevância a partir do século XIX, juntamente com o desenvolvimento da Termodinâmica e do Eletromagnetismo, ferramentas fundamentais para a compreensão de diversos fenômenos físicos. Nessa época já eram conhecidos muitos processos físico-químicos exotérmicos, isto é: aqueles que liberam energia. O carvão, por exemplo, que nos séculos XIX e XX figurou entre os principais combustíveis fósseis utilizados para a produção de energia térmica nas residências, poderia ser a fonte de energia do Sol? Responder a essa pergunta não é tão difícil quanto parece! Conhecemos a massa e a luminosidade do Sol ($L_{\text{sol}} = 3,8 \times 10^{26} \text{ W}$), como também a quantidade de energia que pode-se produzir com um quilograma de carvão. Um cálculo simples envolvendo essas quantidades mostra que, se o carvão vegetal fosse a fonte de energia do Sol, esse combustível se esgotaria em um período de apenas 6 a 10 mil anos! Caso fizéssemos essa conta substituindo o carvão vegetal por outro combustível fóssil como carvão mineral ou petróleo, os resultados seriam aproximadamente os mesmos. Esse período de tempo é muito menor do que a idade da Terra estimada pelos geólogos, indicando que o mecanismo responsável pela luminosidade das estrelas deve ser de outra natureza.



Fig. 21.1: O Sol, nossa estrela, fonte de luz e calor. Durante séculos especulou-se sobre a origem de sua luminosidade.

Outra possibilidade considerada nos séculos XIX e XX era de que uma lenta contração gravitacional poderia gerar a luminosidade observada. Essa hipótese supunha que o Sol estaria em lenta contração e que a energia cinética resultante desse processo seria convertida em energia térmica, que por sua vez seria irradiada pela sua superfície. O físico teórico inglês *Lord William Thomson, Barão Kelvin* (1824-1907), que desenvolveu a Termodinâmica em sua presente forma, estimou a idade do Sol entre 20 e 100 milhões de anos, valor muito melhor do que a hipótese do combustível comum, mas não grande o suficiente para acomodar os dados que geólogos e evolucionistas tinham para a idade da Terra no século XX, de alguns bilhões de anos.

O astrônomo inglês *Sir Arthur Stanley Eddington* (1882-1944) foi o primeiro a sugerir a solução correta do problema. Ele conjecturou que uma intensa fonte de energia localizada no núcleo da estrela geraria a pressão que contrabalança a força da gravidade, estabilizando a estrela. Na mesma época, físicos nucleares (que estudam as propriedades e o comportamento

dos núcleos atômicos) haviam medido a massa do núcleo de hélio – composto de dois prótons e dois nêutrons - e observaram que ela era um pouco menor do que a soma dessas partículas livres (prótons e nêutrons). Eddington relacionou essa diferença de massa com o brilho das estrelas. Ele propôs que se quatro prótons (que são núcleos do átomo de hidrogênio) se convertessem em um núcleo de hélio, a diferença de massa entre eles seria convertida em uma grande quantidade de energia. Ele interpretou que a quantidade do hélio no Sol deveria ser crescente com o tempo, já que seria produto da fusão do hidrogênio, e calculou que a conversão seria suficiente para fazer o Sol brilhar por bilhões de anos.

Em 1905 Albert Einstein mostrou que um acréscimo (ou decréscimo) de energia, ΔE (lê-se *delta E*), é acompanhado de um acréscimo (ou decréscimo) de massa, Δm , de acordo com a equação:

$$\Delta m = \frac{\Delta E}{c^2},$$

onde c , a velocidade da luz, é aproximadamente 3×10^8 m/s.

Tal expressão, denominada equação massa-energia, é mais conhecida sob a forma:

$$E = mc^2$$

Essa equação significa que a massa perdida na transformação de 4 prótons em um núcleo de He é convertida em energia. O caminho para o entendimento de qual era a fonte de energia das estrelas estava agora bem sedimentado e sabe-se hoje no Sol, a produção de energia ocorre em seu núcleo, onde prótons são convertidos em núcleos de hélio segundo uma sequência de reações nucleares chamada de “ciclo próton-próton” (ou ciclo p-p).

Para que as reações nucleares do ciclo p-p aconteçam, é necessário aproximar duas cargas positivas – os prótons – e devemos lembrar que cargas de mesmo sinal se repelem. Há no entanto um tipo de força, chamado “interação forte”, que é atrativa e pode atrair um próton contra outro. O problema é que essa força tem um alcance reduzidíssimo, cerca de 10^{-15} m! Portanto, se dois prótons vencerem de alguma maneira sua repulsão mútua e se aproximarem a uma distância inferior a esse limite, então a interação forte será mais intensa do que a repulsão eletrostática e as reações do ciclo p-p ocorrerão. A solução desse problema é a velocidade: dois prótons arremessados um contra o outro aproximam-se-ão a uma distância menor que 10^{-15} m se sua velocidade for superior a um certo limite e essa condição é verificada apenas para uma pequena fração dos prótons de um gás que esteja a temperatura superior a 10 milhões de graus (celsius ou kelvin), como nos interiores estelares.

Neste ponto de nossa discussão surge uma nova pergunta: como podem ser geradas temperaturas tão altas nos interiores estelares? A resposta vem da teoria Termodinâmica e depende de um aspecto fundamental das estrelas: sua massa. Uma estrela pode ser entendida como uma esfera constituída por infinitas camadas de gás, a diferentes temperaturas e

pressões. O “peso” das camadas mais externas sobre o núcleo da estrela aumenta a pressão do gás nessa região e conseqüentemente contribui para aumentar a temperatura (lembre-se que, para um gás perfeito, a pressão é proporcional à temperatura – embora saibamos que nos interiores estelares há outros tipos de pressão que não serão comentadas aqui). Portanto, a grosso modo, pode-se estabelecer a seguinte relação causal: maior massa estelar → maior gravidade → maior pressão interna → maior temperatura interna (e vice-versa). É importante ressaltar que essa relação é bastante aproximada e que existem diversos outros processos físicos que ocorrem nos interiores estelares que podem gerar grandes desvios dessa relação simplista. É importante considerar também que pode haver outros tipos de reações nucleares além do ciclo p-p ocorrendo simultaneamente em diferentes pontos do interior de uma mesma estrela devido às grandes variações de temperatura interna.

Praticamente todas as estrelas são “estáticas”, ou seja: elas não se expandem nem se contraem em curtos intervalos de tempo. Essa “estabilidade” estelar depende do equilíbrio entre duas forças antagônicas: por um lado, a gravidade que age entre as partículas (prótons, elétrons e núcleos atômicos em geral) gera uma força gravitacional **atractiva** que impele as camadas mais externas para dentro, tendendo a um colapso. Esta força (ou pressão) é contrabalanceada por outra, **repulsiva**, associada à pressão gerada pelo gás que compõe a estrela. Quando suas camadas não estão em colapso nem em expansão, a estrela é dita estar em “equilíbrio hidrostático” e praticamente todas as estrelas do Universo se comportam dessa maneira durante a maior parte de sua evolução.

3. A formação de uma estrela de massa intermediária

Estrelas são formadas a partir do colapso gravitacional de uma nuvem de gás formada principalmente por hidrogênio molecular (H_2). A figura 21.2 ilustra uma parte da nebulosa M16, na constelação de *Serpens*. Uma análise dessa região revelou que os objetos localizados nessa região são em sua maioria jovens, incluindo estrelas recém-formadas. A observação de outras nebulosas desse tipo mostra um cenário semelhante. Portanto, nebulosas como esta podem ser compreendidas como “berçários de estrelas”.

A formação de uma estrela inicia-se quando, por algum mecanismo ainda não completamente compreendido, partes de uma nebulosa começam a se aglutinar pela força da gravidade, formando uma complexa estrutura de filamentos de gás. Em algumas partes desses filamentos a matéria se aglutina ainda mais, formando condensações, que por sua vez irão colapsar, formando uma **proto-estrela**. Como esses objetos não estão em equilíbrio hidrostático eles sofrem contração porque a gravidade atuante em seu interior é mais forte que a pressão interna do gás e da radiação. Proto-estrelas não são ainda estrelas porque em seu interior não ocorrem reações nucleares de fusão.



Fig. 21.2: A nebulosa M16, na constelação de *Serpens* e sua população de estrelas recém-formadas e/ou jovens. Algumas regiões escuras da nebulosa apresentam estrutura filamentar. Suas partes mais densas podem eventualmente colapsar e formar novas proto-estrelas. Créditos: Fort Lewis College Observatory, Licença para reprodução de *Creative Commons*.

A fase inicial da contração gravitacional de uma proto-estrela de massa baixa ou intermediária é, observada somente a fotosfera, quase isotérmica. Se lembrarmos a expressão que fornece a luminosidade de uma estrela, dada abaixo:

$$L_* = 4 \pi R_*^2 \sigma T_*^4,$$

compreenderemos que a luminosidade da proto-estrela diminui durante a contração, já que esta é proporcional ao quadrado do raio. O tempo de colapso varia conforme a massa da proto-estrela (entre outros parâmetros), mas para um objeto precursor de uma estrela de massa igual à do Sol, o tempo de colapso é de cerca de 10 milhões de anos (Tognelli et al. 2011). Durante essa fase evolutiva, luminosidade das proto-estrelas é gerada justamente pelo colapso gravitacional conforme o mecanismo proposto por *Lord Kelvin* e descrito na seção 2: a conversão de energia cinética em luminosidade.

A figura 21.3 ilustra a trajetória evolutiva de uma proto-estrela de 1 massa solar no diagrama Hertzsprung-Russell (H-R). Durante a fase inicial da contração (fase A), a luminosidade diminui desde 10 vezes a luminosidade solar até cerca de metade da luminosidade do Sol atual. A partir deste ponto a estrela continua se contraindo, gerando um grande aumento de temperatura, especialmente em seu núcleo. O aumento da temperatura da fotosfera compensa a diminuição do raio estelar e, como resultado, a luminosidade dobra (fase B). Quando a temperatura no núcleo da estrela atinge cerca de 10 milhões de kelvin (ponto C) inicia-se o processo de fusão nuclear do hidrogênio (ciclo p-p): nasce uma estrela!

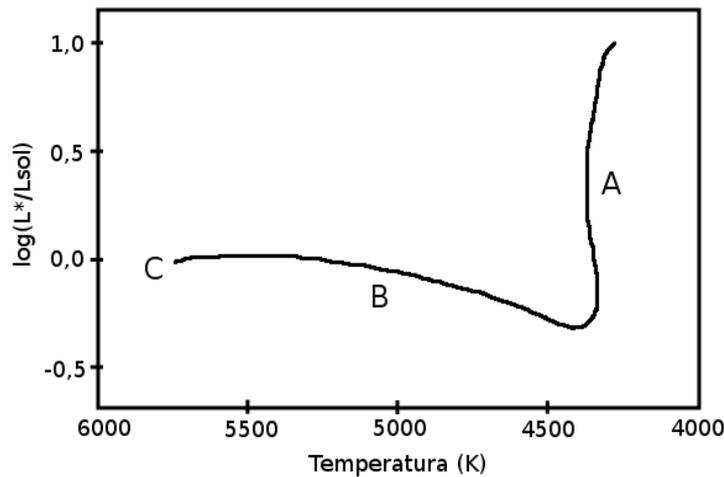


Fig. 21.3: Trajetória evolutiva de uma proto-estrela de 1 massa solar no diagrama H-R. A sequência evolutiva segue as partes A → B → C da linha. Cálculos teóricos de Tognelli et al. (2011). Créditos: do autor.

A observação de regiões de formação de estrelas tem mostrado que estrelas recém-formadas de baixa massa geralmente possuem um disco de matéria em torno de si, constituído de gás e poeira. Esse material, que não foi incorporado à estrela durante sua formação, muito provavelmente irá formar um sistema planetário, de maneira análoga à formação do Sistema Solar. Com o passar do tempo, gás e poeira se aglutinam, formando planetas. O material remanescente é posteriormente empurrado para longe da estrela pela pressão exercida pela sua radiação, deixando de ser visível.

4. A sequência principal

Poucas mudanças ocorrem na fotosfera da estrela após o início das reações nucleares em seu núcleo. Nesta etapa evolutiva, temperatura, luminosidade e raio praticamente não se alteram e conseqüentemente a posição da estrela no diagrama H-R é fixa. Estrelas que estão processando hidrogênio em hélio em seu núcleo estão distribuídas em uma sequência diagonal do diagrama H-R: a **sequência principal**. Estrelas mais massivas apresentam alta luminosidade e temperatura superficial e localizam-se na parte superior esquerda do diagrama (tipos espectrais O e B). Por outro lado, estrelas de baixa massa são também aquelas que apresentam mais baixa luminosidade e temperatura superficial. Elas estão localizadas na parte inferior direita do diagrama H-R e são identificadas como anãs de tipo espectral K e M.



Fig. 21.4: O aglomerado estelar das *Pleiades*, localizado na constelação de *Taurus* (o touro), visível a olho nu. Todos os seus membros são estrelas de sequência principal. Créditos: *Hubble Space Telescope* (HST).

Cerca de 90% do tempo de evolução de uma estrela é gasto no estágio de sequência principal (T_{sp}). Esse fato se reflete parcialmente no que vemos no céu: a maioria das estrelas visíveis a olho nu estão nessa fase evolutiva. A duração da sequência principal depende principalmente da massa da estrela. Quanto maior a massa, maior a luminosidade e portanto mais rápido esgota-se o estoque de energia da estrela. A tabela abaixo ilustra alguns valores de massa e tempo de evolução na sequência principal. A idade do Sol é estimada em cerca de 4,6 bilhões de anos, de onde conclui-se que ele está na “metade de seu tempo de vida”.

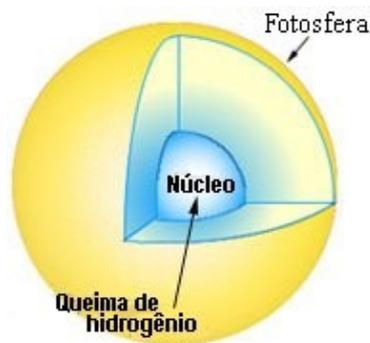


Fig. 21.5: Uma estrela na sequência principal “queima” H no núcleo. Créditos: Hipertexto “Astronomia e Astrofísica”, Kepler de Souza Oliveira Filho & Maria de Fátima Oliveira Saraiva.

$M^*(x M_{sol})$	Tipo Espectral	T_{sp} (anos)
120	O3I	$2,5 \times 10^6$
60	O5III	$3,4 \times 10^6$
20	B0V	$8,1 \times 10^6$
9,0	B2V	$2,6 \times 10^7$
5,0	B5V	$9,4 \times 10^7$

2,0	A4V	$1,1 \times 10^9$
1,5	F1V	$2,7 \times 10^9$
1,0	G2V	$9,8 \times 10^9$
0,8	K1V	$1,5 \times 10^{10}$

Tabela. 21.1: Massas, tipos espectrais e tempo de evolução de estrelas na sequência principal. Créditos: Schaller et al. (1992) e Vacca et al. (1996).

5. Evolução estelar pós-sequência-principal de estrelas de massa intermediária

À medida que o hidrogênio é convertido em hélio, a fonte de energia no núcleo da estrela lentamente se esgota. Nesta seção veremos que a sequência principal é seguida por uma sequência de fases muito distintas e que acarretam mudanças significativas nas características estelares observadas, como luminosidade e temperatura.

5.1. A fase de gigante vermelha

Com a diminuição da produção de energia no núcleo, camadas mais externas “caem” em direção ao centro da estrela, atraídas pela força da gravidade, que se afasta do equilíbrio hidrostático. Portanto há uma redistribuição da massa estelar, que torna-se cada vez mais concentrada no núcleo. Como o núcleo estelar é “inerte”, i.e. não produz energia, é na camada rica em hidrogênio em torno dele onde a estrela produzirá energia, por meio do ciclo p-p (fig. 21.7). A estrela toda torna-se convectiva e seu diâmetro aumenta dezenas de vezes, tornando-se uma gigante vermelha. Exemplos de estrelas desse tipo são Aldebaran (α Tauri) e Rubídea (γ Crucis).



Fig. 21.6: Aldebaran (α Tauri) é uma estrela gigante vermelha de tipo espectral K5III visível na direção do aglomerado das Hyades, porém à metade da distância deste.

A figura 21.8 ilustra essa trajetória evolutiva no diagrama H-R. A estrela segue uma trajetória ascendente, o ramo das gigantes vermelhas ou RGV, enquanto seu núcleo, rico em hélio, permanece inerte. O ciclo p-p que opera na camada logo acima do núcleo de hélio paulatinamente adiciona mais hélio ao núcleo da estrela. Como esse núcleo não gera energia, com o passar do tempo ele é paulatinamente comprimido pelo peso das camadas superiores da estrela. Durante esse processo, sua temperatura aumenta e, quando atinge 100 milhões de kelvin, a fusão do hélio inicia-se no núcleo da estrela, gerando um rearranjo estrutural de toda a estrela. Essa mudança se reflete na posição da estrela no diagrama H-R: ela deixa a ponta do RGV e segue rapidamente para o ramo horizontal, iniciando uma nova etapa evolutiva.

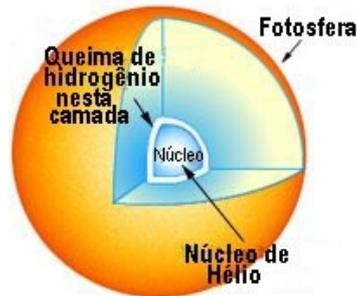


Fig. 21.7.: Estrutura de uma estrela gigante vermelha. Créditos: Hipertexto "Astronomia e Astrofísica", Kepler de Souza Oliveira Filho & Maria de Fátima Oliveira Saraiva.

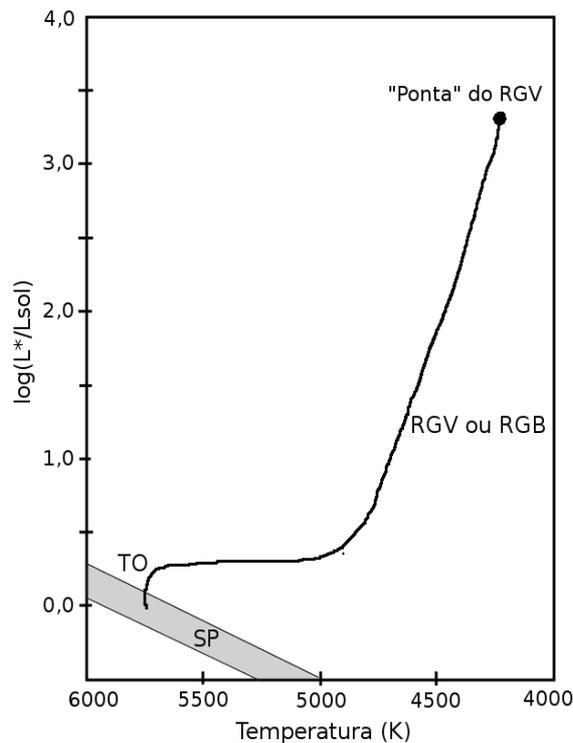


Fig. 21.8.: Trajetória evolutiva de uma estrela de 1 massa solar. O símbolo "TO" marca a posição do ponto de "turn-off", onde a estrela deixa a sequência principal (SP), ao esgotar o ciclo p-p em seu núcleo. Ela então "sobe" o ramo das gigantes vermelhas (RGV ou RGB em inglês) até a ponta do RGV. Créditos: do autor, a partir de modelos teóricos de Salaris & Weiss (1998) e Salaris et al. (2002).

5.2 A estrela volta a produzir energia em seu núcleo: o ramo horizontal

Quando a estrela volta a produzir energia em seu núcleo, sua estrutura é modificada: seu tamanho diminui, causando um aumento da temperatura da fotosfera. Curiosamente, praticamente todas as estrelas nesta fase brilharão aproximadamente com a mesma luminosidade, cerca de 50 a 70 vezes a luminosidade atual do Sol. Por essa razão, essa fase da evolução é chamada de “ramo horizontal” (RH ou HB em inglês), onde as estrelas exibem luminosidade semelhante, mas temperaturas diferentes. A posição de uma estrela no ramo horizontal depende de diversos fatores, tais como fração de hélio relativa ao hidrogênio, quantidade de outros elementos (chamados genericamente de “metais”) e da massa inicial da estrela. A evolução no RH é horizontal, mas como esses diversos fatores interferem na temperatura da estrela, sua posição no RH não fornece uma indicação clara de seu estágio evolutivo. Assim, estrelas “recém-chegadas” ao RH podem exibir características semelhantes a antigos membros dessa fase evolutiva, assim como objetos mais massivos podem exibir temperatura e luminosidade semelhante a estrelas de menor massa. Em suma: estrelas com diferentes características físicas aparecem misturadas no RH.



Fig. 21.9.: O aglomerado globular M80, na constelação de *Scorpius*. As estrelas mais azuladas deste aglomerado são membros do ramo horizontal. Créditos: *Hubble Space Telescope* (HST).

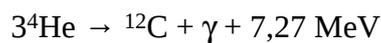
A maior parte das estrelas do RH são classificadas espectroscopicamente como subgigantes A ou F, mas também existem exemplos extremos de estrelas classificadas como B ou mesmo O. Devido à sua posição característica no diagrama H-R, estrelas do RH são mais facilmente detectadas em aglomerados globulares, embora também possam ser encontradas “livres” na Galáxia. Neste caso, sua identificação é mais difícil pelo fato de muitas delas exibirem cor e luminosidade semelhantes a estrelas A e F de sequência principal. Buscas por estrelas do RH fora de aglomerados globulares são mais eficientes na direção do halo da Galáxia (Ortiz et al. 2010), onde a ocorrência de estrelas jovens é menos frequente.

Muitas estrelas do ramo horizontal, principalmente aquelas de tipo espectral A ou F, são variáveis, i.e. seu brilho varia com o tempo. Essas estrelas são classificadas como

variáveis de curto período, também chamadas de tipo *RR Lyrae*, nome do protótipo dessa classe. Assim como outros tipos de estrelas, as variáveis *RR Lyrae* apresentam variações periódicas de luz causadas principalmente pela variação de seu diâmetro. O período de variabilidade geralmente é de 12 a 24 horas e a amplitude de variação é de 0,5 a 1,0 magnitude. Essas características tornam esses objetos muito interessantes: são relativamente brilhantes e facilmente reconhecíveis graças à sua variação característica de brilho. Sua magnitude absoluta média é aproximadamente constante para um grande intervalo de tipos espectrais e pode ser obtida a partir da posição do ramo horizontal. Por essas razões, variáveis *RR Lyrae* foram utilizadas para determinar a distância de vários sistemas estelares, tais como aglomerados globulares e galáxias próximas, os quais abrigam esse tipo de estrela.

A luminosidade de uma estrela do ramo horizontal ocorre no núcleo, por meio de reações nucleares que recebem o nome de *triplo- α* . Em torno do núcleo, uma camada rica em hidrogênio também gera energia por meio do ciclo p-p.

No núcleo da estrela, três átomos de hélio são convertidos em um átomo de carbono segundo a seguinte reação nuclear:



A energia gerada, 7,27 MeV (lê-se “mega-elétron-volt”) refere-se a cada reação e a letra grega γ significa a emissão de um fóton de alta energia. Existem muitas outras *reações- α* , operando nos interiores estelares. Todas consistem na adição de um núcleo de hélio a um núcleo original de número atômico (Z) par. No caso acima, tivemos inicialmente dois átomos de hélio (Z=2) fundindo-se para formar o ^8Be (berílio, Z=4, primeira reação- α) e em seguida um segundo átomo de hélio foi adicionado, formando o ^{12}C (Z=6, segunda reação- α). Nas estrelas mais massivas o núcleo é mais quente e um outro tipo de reação- α adicional pode ocorrer:



As reações acima representam o principal mecanismo de criação de carbono e oxigênio no Universo. À medida que o hélio é consumido, o núcleo da estrela vai se tornando cada vez mais rico em carbono e oxigênio. Em uma estrela com massa igual à do Sol, a temperatura nessa região não é alta o suficiente para a ocorrência de *reações- α* envolvendo elementos de número atômico maior que o oxigênio. Novamente começa a faltar produção de energia no núcleo da estrela e a luminosidade é sustentada pela camada que processa hidrogênio em torno do núcleo.

5.3 A estrela torna-se uma gigante vermelha pela segunda vez: o ramo assintótico

Com a falta de produção de energia no núcleo da estrela, este é paulatinamente comprimido pelo peso das camadas externas da estrela. A produção de energia passa a ocorrer, assim como no primeiro ramo das gigantes vermelhas, em uma camada logo acima do núcleo estelar, que torna-se uma “base” do envoltório convectivo, o qual se estende até a fotosfera da estrela. A estrutura da estrela torna-se semelhante à apresentada na figura 21.7. Duas camadas acima do núcleo inerte de C e O alternam-se como produtoras de luminosidade: a mais interna, mais quente, operando no ciclo *triplo- α* e sobre esta outra camada, mais fria, operando o ciclo p-p.

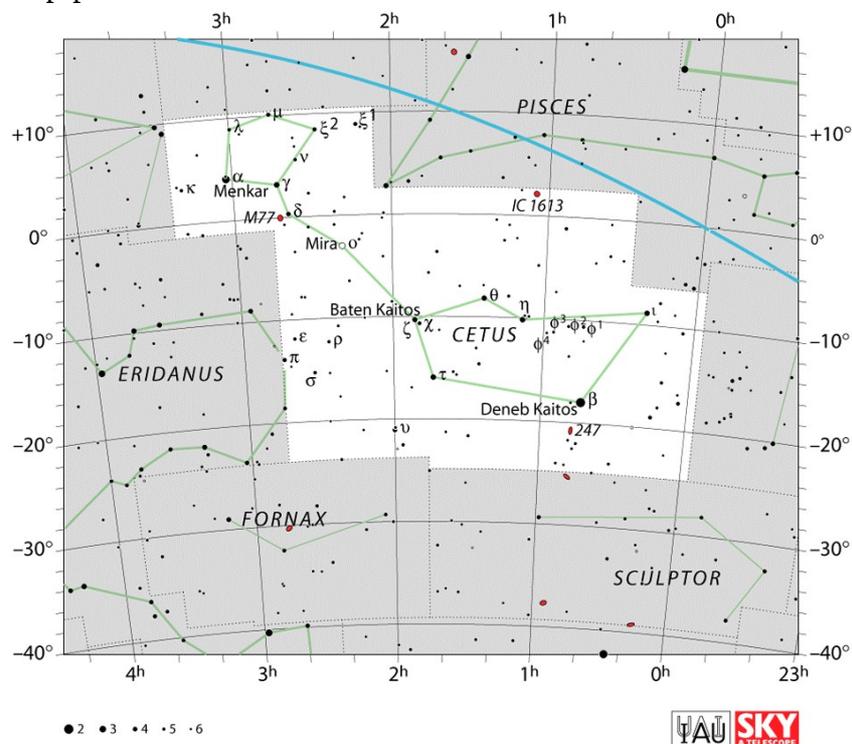


Fig. 21.10: Mapa da constelação de Cetus (ou baleia). A posição de Mira (o Ceti) está assinalada. Esta estrela é uma gigante vermelha do ramo assintótico de tipo espectral M. O brilho de Mira é variável, sendo que a estrela é visível a olho nu quando está perto de seu máximo. Créditos: International Astronomical Union e Sky & Telescope.

Com a mudança estrutural da estrela, esta torna-se novamente uma gigante vermelha: o raio de uma estrela com massa igual à do Sol atinge 2 unidades astronômicas. Ao mesmo tempo, essa expansão causa o resfriamento da fotosfera, cuja temperatura diminui até 2 ou 3 mil kelvin. Assim como no RGV, a estrela percorre uma trajetória ascendente no diagrama H-R, porém sua luminosidade atinge valores muito superiores. Uma estrela com 1 massa solar (na SP) emitirá $5,6 \times 10^3 L_{\text{sol}}$ em seu máximo, isto é: no “topo” do RAG. O tempo de “subida” de uma estrela no diagrama H-R varia conforme sua massa, mas é da ordem de 10^7 anos para uma estrela com a massa do Sol.

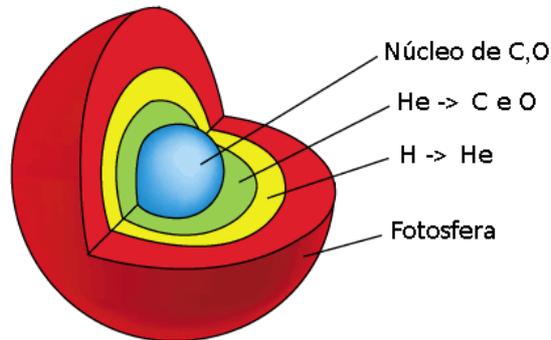


Fig. 21.11: Estrutura de uma estrela do ramo assintótico das gigantes (RAG), representada fora de escala. Em escala real, o raio externo das camadas mostradas acima seria o seguinte: núcleo de C e O, $0,0008R_{\odot}$; camada do processo triplo- α , $0,0009R_{\odot}$; camada do ciclo p-p, $0,0056R_{\odot}$; raio da estrela $R^* = 44,1 R_{\odot}$ (Carroll & Ostlie 1996 *apud* Iben Jr. 1966). Créditos: do autor.

Estrelas do ramo assintótico são gigantes vermelhas como *Mira (o Ceti)*. É muito comum estrelas desse tipo exibirem o fenômeno de **pulsação** devido a variações periódicas (quando são chamadas de *variáveis de longo-período*) ou não-periódicas de seu diâmetro. Como resultado, a luminosidade também varia periodicamente. O protótipo dessa classe, *o Ceti*, possui tipo espectral M7III, e pulsa regularmente com período de 334 dias. Durante esse período, sua magnitude aparente visual varia desde cerca de $m_v = 9,2$ em seu mínimo (quando é necessário o auxílio de binóculos para ser observada) até $m_v = 3,5$ em seu máximo, rivalizando em brilho com as demais estrelas dessa constelação.

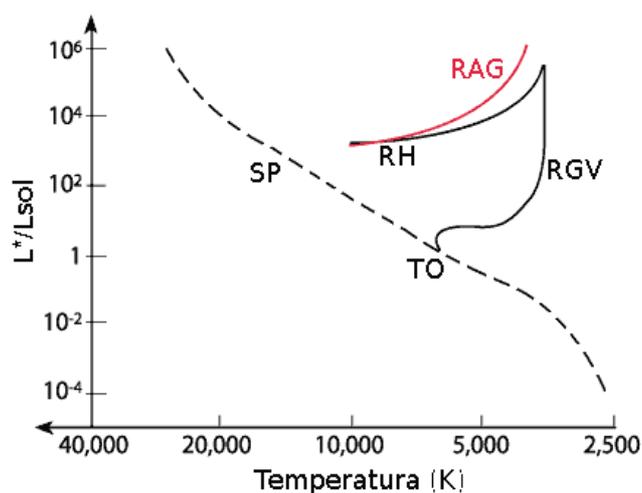


Fig. 21.12: O diagrama H-R e a trajetória evolutiva de uma estrela com massa equivalente à do Sol após a sequência principal. Estão assinalados: (TO) ponto de "turn-off"; (RGV) ramo das gigantes vermelhas; (RH) ramo horizontal; (RAG) ramo assintótico das gigantes. A sequência principal (SP) é representada pela linha tracejada. Créditos: do autor.

O aumento do raio e da luminosidade da estrela faz com que a gravidade diminua bastante na fotosfera. Fracamente ligados à estrela, os átomos da fotosfera escapam da atração gravitacional e são liberados, impulsionados pela pressão da radiação oriunda da estrela. Chamamos esse fenômeno de **perda de massa**. No topo do ramo assintótico, a taxa de perda de massa pode atingir o valor de 10^{-4} massa solar por ano: quase todo o volume da estrela se esvai no espaço em algumas dezenas de milhares de anos!

5.4. A estrela expele suas camadas: a formação da nebulosa planetária

No topo do ramo assintótico das gigantes a taxa de perda de massa aumenta muito, como consequência da alta luminosidade que empurra átomos e moléculas para longe da estrela – auxiliada pela baixa gravidade resultante do crescimento do raio estelar. Não há uma explosão, mas em um intervalo de tempo relativamente curto, praticamente todo o volume da estrela é lançado ao espaço, restando somente o seu núcleo e a matéria próxima a ele. Essa parte da estrela, chamada “núcleo da nebulosa planetária”, é muito quente, podendo atingir 300 mil kelvin nas estrelas mais massivas. A alta temperatura implica que o núcleo da nebulosa planetária emite um grande número de fótons energéticos, capazes de ionizar a nebulosa.

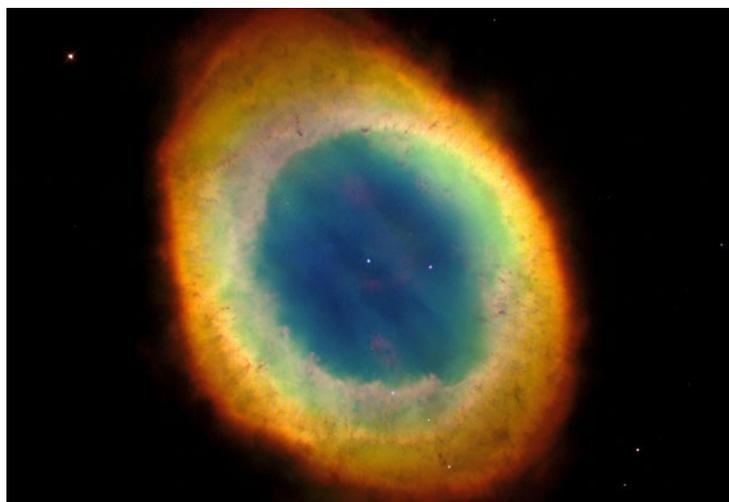


Fig. 21.13: a nebulosa planetária M57, na constelação de *Lyra*. O ponto brilhante em seu centro é o núcleo da nebulosa planetária. Créditos: *Hubble Space Telescope* (HST).

O tempo de evolução entre o final do ramo assintótico e o início da ionização da nebulosa planetária depende fortemente da massa inicial da estrela. Para um objeto que possuía inicialmente 5 massas solares na sequência principal, o tempo estimado entre as duas fases é de apenas 100 anos, enquanto para uma estrela como o Sol, esse tempo é de cerca de

20 mil anos. Seguindo uma trajetória horizontal, a estrela move-se do canto superior direito do diagrama H-R até o canto superior esquerdo, onde estão estrelas quentes e luminosas (fig. 21.14). Quando a temperatura do núcleo atinge cerca de 20 mil kelvin inicia-se a ionização da nebulosa planetária.

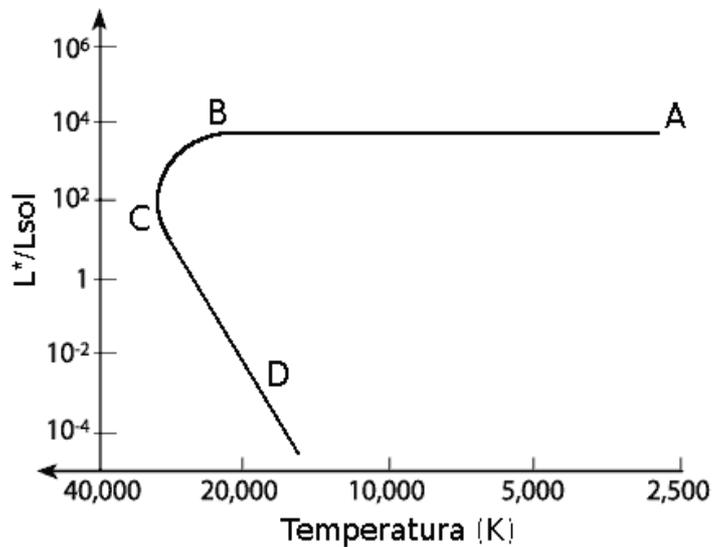


Fig. 21.14: Evolução estelar de uma estrela como o Sol, a partir da ponta do ramo assintótico até a formação da anã-branca. Estão assinadas as seguintes etapas: (A) ejeção do envoltório da estrela; (B) início da ionização da nebulosa planetária; (C) término das reações nucleares da estrela; (D) curva de resfriamento da anã-branca. Créditos: do autor.

Pouco tempo após a ejeção da nebulosa, a estrela cessa definitivamente suas reações nucleares. O objeto resultante, pequeno, denso e quente, é chamado de **anã-branca**.

5.5. As anãs-brancas

A primeira anã-branca descoberta foi *40 Eridani B*, por William Herschel, em 1783. Trata-se da companheira de *40 Eridani A* (também denominada *omicron Eridani*), que pode ser vista no céu como uma estrela de magnitude 4,4 de coloração alaranjada. A magnitude aparente dessa anã-branca é de apenas 9,5, o que indica que ela é cerca de 100 vezes menos luminosa do que a componente principal do sistema, já que ambas estão à mesma distância de nós. A segunda anã-branca descoberta foi *Sirius B*, a companheira de *Sirius A*, a estrela mais brilhante do céu. Havia muito tempo que desconfiava-se que *Sirius* era um sistema binário, com uma componente secundária de brilho muito fraco. Essa hipótese foi elaborada a partir do estudo do movimento “cambaleante” de *Sirius A*, que deveria mover-se em torno do centro de massa do sistema, assim como sua companheira. Em 31 de janeiro de 1862, o astrônomo Alvan Clark, estava testando o novíssimo telescópio refrator do observatório de Dearborn (Illinois, Estados Unidos da América) o maior refrator de sua época, com 470 mm de diâmetro. Após tomar uma imagem de *Sirius A*, ele notou a existência de um objeto de aparência estelar, muito próximo, de magnitude 8,6. Após essa descoberta, muitas outras anãs-

brancas foram descobertas, como membros de sistemas binários ou isoladas. O número atualmente conhecido de anãs-brancas ultrapassa 14 mil objetos.

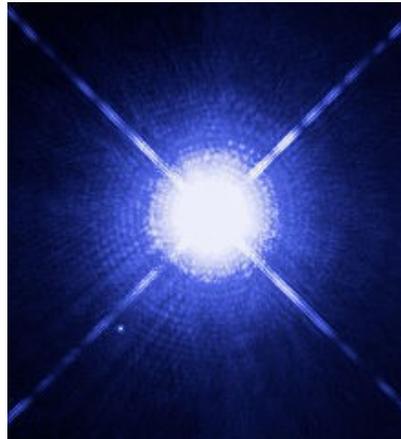


Fig. 21.15: Imagem do sistema binário *Sirius* (α *Canis Majoris*). O brilho da componente A supera o da anã-branca (*Sirius B*, visível aqui como o pequeno ponto branco abaixo e à esquerda de *Sirius A*) em cerca de 10 mil vezes. Créditos: *Hubble Space Telescope* (HST).

A energia emitida por uma anã branca não é devida a reações nucleares mas deve-se simplesmente ao resfriamento causado pela luminosidade da estrela. A trajetória de resfriamento ilustrada na figura 21.14 mostra que, à medida que esfriam, as anãs brancas tornam-se amarelas, alaranjadas, vermelhas e, no final, escuras. Um astro compacto, com um tamanho aproximadamente igual ao do planeta Terra, que brilha apenas devido à sua temperatura (radiação térmica).

A rigor, anãs-brancas não são estrelas, mas “objetos degenerados”. Esse termo não tem nada de pejorativo, mas refere-se a uma característica de sua matéria: a degenerescência eletrônica, um estado quântico o qual não entraremos em detalhes aqui. Na época de sua descoberta, esses objetos causaram grande controvérsia no meio acadêmico pois até então pensava-se que estrelas pouco luminosas eram sempre membros da sequência principal, de tipo espectral K ou M. A descoberta das anãs-brancas, que apresentavam simultaneamente alta temperatura superficial e baixa luminosidade, era um fato novo, assim como outras características físicas notáveis. Por causa de seu pequeno tamanho – similar ao da Terra ou cerca de 1/100 do diâmetro solar – uma anã branca típica pode ter uma densidade média de cerca de 1 milhão de gramas por centímetro cúbico (10^6 g/cm³). Algumas anãs brancas têm densidades centrais maiores do que 10 milhões de vezes a densidade da água, que é de 1 grama por centímetro cúbico (1g/cm³). Uma colher de chá do material que as constitui pesaria, aqui na Terra, 50 toneladas (1 tonelada = 1000 kg). Sua composição química depende principalmente da massa da estrela progenitora, mas em geral é a mesma do núcleo de uma estrela do RAG: carbono e oxigênio.

6. Nascimento e evolução de estrelas de baixa massa

A evolução pré-sequência principal de estrelas de baixa massa pode ser efetivamente observada em regiões de formação estelar próximas, situadas à distância de algumas centenas de parsecs com telescópios de pequeno ou médio porte, desde que se utilize técnicas especiais de observação no infravermelho. Modelos teóricos mostram que a trajetória evolutiva de proto-estrelas de baixa massa possui algumas semelhanças com a de estrelas de massa intermediária. A proto-estrela inicialmente contrai-se isotermicamente, como a parte A da curva de contração apresentada na figura 21.3, porém a uma temperatura um pouco menor. Por outro lado, após a contração, a luminosidade da proto-estrela decresce a valores muito menores do que de estrelas de massa intermediária, de modo que a estrela de baixa massa acomoda-se em uma posição na parte inferior da sequência principal.

A tabela 21.1 mostra que estrelas de baixa massa permanecem na sequência principal por um tempo superior à idade do Universo, cerca de 13,6 bilhões de anos. Portanto, exceto alguns casos muito excepcionais, todas as estrelas do Universo com massa inferior a $0,8 M_{\text{sol}}$ estão na sequência principal e portanto são anãs de tipo espectral K ou M. Como consequência de sua baixíssima luminosidade, são observadas somente nas imediações do Sol. Por exemplo, a olho nu uma estrela de 0,8 massa solar (tipo espectral K1) pode ser avistada até a distância de 10 parsecs. Se considerarmos que a estrela mais próxima do sistema solar, α Centauri, está localizada à distância de 1,3 parsec, podemos ter uma ideia da diminuta população de estrelas de baixa massa acessível à observação com telescópios pequenos. Estudos estatisticamente completos da vizinhança solar mostraram que menos de uma dezena de estrelas de baixa massa são visíveis a olho nu (Lépine 2008) e umas poucas dezenas com telescópios pequenos ou binóculos.

O tempo de permanência de estrelas de baixa massa na sequência principal é extremamente longo devido principalmente a dois motivos: 1) a baixíssima luminosidade dessas estrelas, que consomem muito mais lentamente seu estoque de energia; 2) praticamente todo o volume estelar é convectivo, o que permite que o hidrogênio presente nas camadas mais externas seja levado até o núcleo para ser processado, fazendo com que uma maior parte do estoque de energia da estrela (hidrogênio) seja utilizado para a produção de sua luminosidade por meio do ciclo p-p. Portanto, pode-se dizer que as estrelas de baixa massa são mais eficientes quanto à utilização de seu estoque primário de energia, o hidrogênio.

Após o esgotamento do hidrogênio no núcleo, a produção de energia de estrelas de baixa massa desloca-se para uma camada rica em hidrogênio localizada acima do núcleo inerte de hélio (fig. 21.7), de modo semelhante ao que ocorre com estrelas de massa intermediária. A estrela deixa a sequência principal e segue uma trajetória ascendente vertical, rumo ao ramo das gigantes vermelhas (RGV). Durante essa ascensão aumenta também a taxa de perda de massa devido à diminuição da gravidade e ao aumento da luminosidade na fotosfera. Com a perda das camadas externas, diminui o peso e a pressão sobre o núcleo estelar. No entanto diferentemente das estrelas de massa intermediária, estrelas de baixa

massa não são capazes de iniciar o processo de fusão do hélio porque o menor peso das camadas externas não comprime suficientemente o núcleo estelar a ponto de gerar as altas temperaturas necessárias ao ciclo triplo- α . Portanto, terminado o ciclo p-p no núcleo e após expelir grande parte do seu volume de hidrogênio, cessa o processo de fusão nuclear na estrela como um todo. Restará seu núcleo de hélio inerte, às vezes envolto por uma fina camada de hidrogênio. Portanto estrelas de baixa massa evoluem da sequência principal para o estágio de gigante vermelha (uma única vez), terminando como anãs-brancas de hélio, sem passar pelo ramo horizontal ou pelo ramo assintótico.

Bibliografia

1. ARANY-PRADO, Lilia Irmeli. **À Luz das estrelas: ciência através da Astronomia**. Rio de Janeiro, DP&A, 2006.
2. CARROLL, B.D. & OSTLIE, D.A., **An Introduction to Modern Astrophysics**. Addison-Wesley, 1996
3. IBEN JR., I., **The Evolution of a $5 M_{\text{sun}}$ star from the main sequence through core helium burning**. *Astrophysical Journal*, vol. 143, 483-504, 1966
4. LÉPINE, J.R.D. **Via-Láctea: nossa ilha no Universo**. 1ª. Edição, São Paulo, EDUSP, 2008.
5. OLIVEIRA FILHO, Kepler de Souza; SARAIVA, Maria de Fátima Oliveira. **Astronomia & Astrofísica**. São Paulo, Editora Livraria da Física, 2004.
6. OLIVEIRA FILHO, Kepler de Souza; SARAIVA, Maria de Fátima Oliveira. **Astronomia & Astrofísica**. Hipertexto: <http://astro.if.ufrgs.br/index.htm>.
7. ORTIZ, R. **Evolução Estelar Pós-AGB**. *Boletim da Sociedade Astronômica Brasileira*, No. 29, 3-13, 2010.
8. ORTIZ, R., WILHELM, R., COSTA, R.D.D., ROSSI, S. & BEERS, T.C. **A search for field horizontal-branch stars near the south galactic pole**. *The Astronomical Journal*, vol. 139, 1031-1044, 2010.
9. SALARIS, M. & WEISS, A. **Metal-rich globular clusters in the Galactic disk: new age determinations and the relation to halo clusters**. *Astronomy & Astrophysics*, No. 335, 943-953, 1998.
10. SALARIS, M., CASSISI, S. & WEISS, A., **Red Giant Branch Stars: The Theoretical Framework**. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, No. 114, 375-402, 2002.
11. SCHALLER, G., SHAERER, D., MEYNET, G. & MAEDER, A. **New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at $Z=0.020$ and $Z=0.001$** . *Astronomy and Astrophysics Supplement*, No. 96, 269-331, 1992.

12. TOGNETTI, E., PRADA MORONI, P.G., & DEGL'INNOCENTI, S., **A database covering a wide range of Z, Y, mass and age values.** *Astronomy & Astrophysics*, No. 533, 109-123, 2011.
13. VACCA, W.D., GARMANY, C.D. & SHULL, M. **The Lyman-continuum fluxes and stellar parameters of O and early B-type stars.** *The Astrophysical Journal*, No. 460, 914-931, 1996