Capítulo 7

Estrelas

Jane Gregorio-Hetem

7.1 contexto histórico
7.2 Propriedades
7.2.1 Luz proveniente dos astros: radiação eletromagnética
7.2.2 Temperatura e Cor das Estrelas
7.2.3 Luminosidade (L*): o brilho intrínseco da estrela
7.2.4 Magnitude: o brilho aparente das estrelas
7.2.5 Distâncias: métodos de determinação
• Paralaxe trigonométrica
• Método para determinação de distâncias além de nossa Galáxia
7.3 Classificação - as estrelas não são iguais
7.3.1 Espectros Estelares
7.3.2 A ordem dos tipos espectrais
7.3.3 Comparando as diversas categorias de estrelas
7.3.4 O tamanho das estrelas
7.4 Evolução das estrelas
7.4.1 Nascimento: onde são formadas as estrelas?
7.4.2 Vida: produção de energia e elementos químicos
• Origem da energia termonuclear
• Uma fase de estabilidade: a sequência principal
• Origem dos elementos químicos
7.4.3 Morte: estágios finais da existência de uma estrela
• Fim de vida de estrelas parecidas com o Sol
• Fim de vida de estrelas massivas

A física estelar é fundamental para o conhecimento do Universo. Quando observamos o céu noturno, é difícil acreditar que aqueles pequenos pontos brilhantes, as estrelas, possam ter um significado tão extraordinário nas questões fundamentais que a humanidade busca responder há milênios. Estudar as estrelas ajuda a compreender nossas origens e também nosso destino, pois estamos abrigados em um sistema planetário que pertence a uma estrela, o Sol.

Conhecer as características das estrelas e a sua evolução, permite decifrar o passado e prever o futuro do Sol. Além disso, as estrelas encontram-se em condições físicas que nenhum laboratório reproduz, como por exemplo, o ambiente que permite a síntese dos elementos químicos e a produção de energia, indispensáveis à vida na Terra.

Este capítulo está dividido em quatro seções: contexto histórico; propriedades; classificação e evolução, onde abordaremos questões básicas como: O que é uma estrela? Onde elas se encontram? Como se avaliam suas características? Elas são todas iguais? São imutáveis?

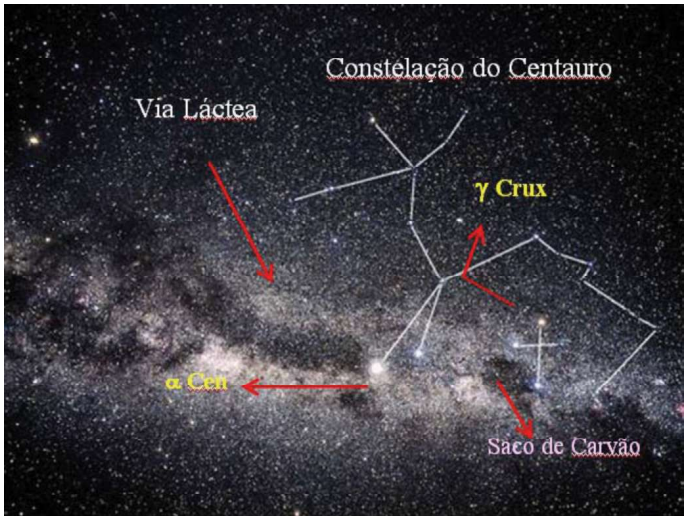
7.1 CONTEXTO HISTÓRICO

Aqui discutiremos essencialmente o que é uma estrela e onde elas se encontram. Se procurarmos num dicionário o significado de estrela, a descrição básica será "imensa esfera de gás (principalmente hidrogênio) que se encontra a altas temperaturas, produzindo energia termonuclear, mantendo-se em equilíbrio (pressão de radiação sustenta o colapso gravitacional)".

Essa definição se aplica ao Sol, uma estrela que conhecemos relativamente bem. Outra resposta, aparentemente óbvia, refere-se às diferenças entre estrelas e planetas: "estrelas são astros que geram sua própria luz, enquanto planetas apenas refletem a luz da estrela a qual pertencem".

Mas, no passado, quando nada se sabia a respeito de reações termonucleares, ou produção de energia e luminosidade, Sol e Lua, por exemplo, eram considerados planetas (ver capítulo 2). Os antigos diferenciavam estrelas de planetas pelo movimento. Um planeta, do grego *planētē*, era um "astro errante", que se movia na faixa zodiacal. Já as estrelas eram consideradas fixas na esfera celeste (capítulo 1).

As estrelas, nas diferentes constelações, não estão necessariamente associadas fisicamente. Exceto nos casos de sistemas múltiplos que as reúnem por efeito gravitacional. Embora pareçam próximas,



1- Aspecto do céu na região do Centauro. A Via Láctea, formada por bilhões de estrelas, nuvens interestelares (zonas escuras), como o Saco do Carvão, próximo ao Cruzeiro do Sul, que bloqueiam a luz das estrelas de fundo. São de nuvens iguais a essas que nascem as estrelas.

as estrelas se encontram a diferentes profundidades, ou distâncias, para um observador na Terra ou em qualquer parte do Universo.

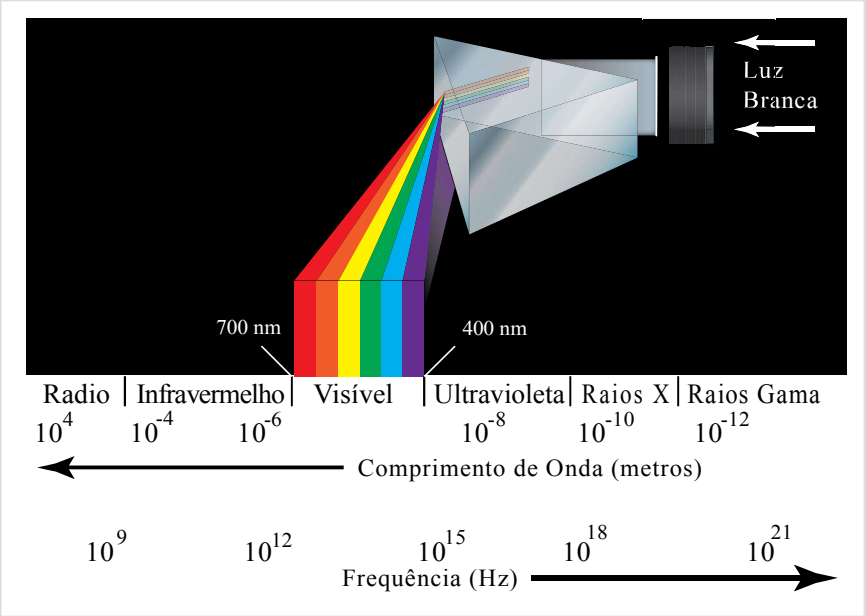
A faixa luminosa mostrada na figura 1, claramente visível num céu livre de nuvens e na ausência da luz refletida pela Lua, é formada por uma enorme quantidade de estrelas. Galileu Galilei (1562-1642) foi o primeiro a observá-la com uma luneta. Os gregos a batizaram como Caminho Leitoso, que agora se estende à nossa galáxia, a Via Láctea. Na realidade, essa faixa representa o plano de simetria da Galáxia. Veremos isto no capítulo oito.

Todas as estrelas observáveis a olho nu (sem ajuda de instrumentos) pertencem à Via Láctea. Estrelas das outras galáxias, mesmo as mais próximas, como as Nuvens de Magalhães, satélites da Via Láctea, só podem ser discernidas com auxílio de telescópios.

A estrela mais brilhante da constelação do Centauro é a Rigel Centaurus, ou Toliman, (alfa do Centauro), e é a estrela mais próxima do Sol. Na verdade, ela é um sistema estelar triplo onde a estrela Próxima Centauro é a mais próxima do Sol. Toliman, como foi batizada no passado, é de cor branca e se encontra a apenas 4,3 anos-luz. Essa proximidade é que faz com que ela pareça tão brilhante. Veremos na seção 2 como o brilho intrínseco de uma estrela se relaciona ao seu brilho aparente, e também como a temperatura da estrela define sua cor.

Gama do Cruzeiro, cujo nome próprio é Gacrux, é uma estrela gigante de cor vermelha localizada a cerca de 90 anos-luz do Sistema Solar. Ela está muito mais distante que alfa do Centauro, mas tem brilho aparente comparável. Isso é devido ao fato de gama do Cruzeiro ter um tamanho muito grande, que a torna muito luminosa. Veremos na seção 3 como se comparam as diversas categorias de estrelas, em função de suas temperaturas e tamanhos.

O fato de Gama do Cruzeiro ser uma gigante vermelha está associado a seu estágio evolutivo mais avançado que o Sol, por exemplo. Como veremos na seção 4, quando se aproxima o final de vida das estrelas, elas têm suas estruturas alteradas. Mas antes de falar da morte das estrelas, não podemos deixar de mencionar as principais etapas de suas vidas e os processos que possibilitaram seu nascimento. Os "berçários" de estrelas são as nuvens interestelares, compostas de gás e poeira que se encontram entre os braços espirais das galáxias. Um exemplo de nuvem interestelar da Via Láctea, conhecida por Saco de Carvão, encontra-se na direção do Cruzeiro do Sul. Ela aparece escura, contra o fundo brilhante de estrelas, justamente por conter altas concentrações



2- Quando atravessa um prisma, a luz branca é decomposta em diferentes cores na faixa visível (do vermelho ao violeta).

de poeira interestelar, bloqueando a passagem da luz das estrelas que se encontram atrás dela, para um observador da Terra.

Os exemplos destacados mostram como a contemplação de uma pequena região do céu (figura 1) pode ilustrar diversos aspectos do ciclo de vida das estrelas e que serão apresentados nas próximas seções.

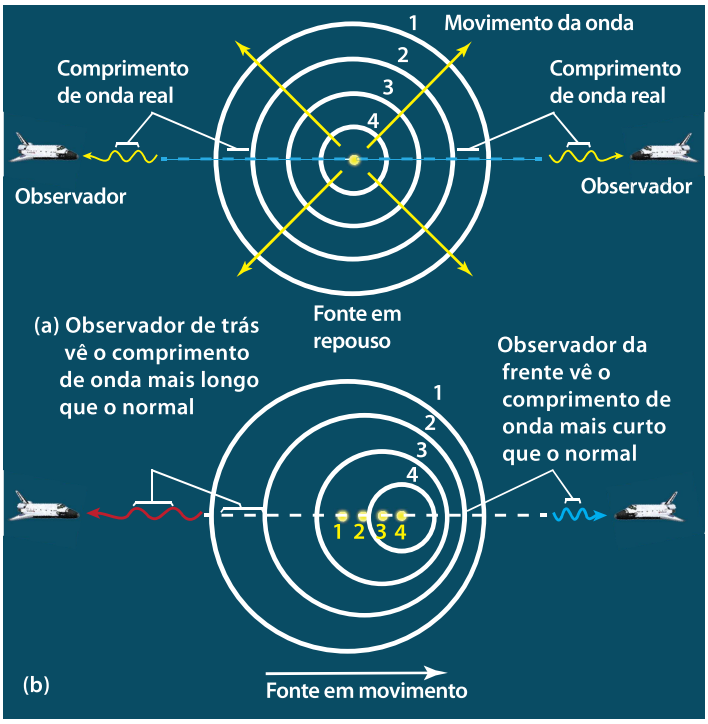
7.2 Propriedades

Como avaliar as características das estrelas?
A luz emitida pelos objetos astronômicos é o elemento chave para o entendimento da astrofísica. Informações sobre temperatura, composição química e estado dinâmico desses objetos são obtidas a partir da interpretação da radiação por eles emitida. Essa radiação é chamada eletromagnética por se tratar do transporte de energia por meio de flutuações dos campos elétrico e magnético. A luz pode ser observada em diferentes faixas espectrais: visível, infravermelho, ultravioleta, ondas de rádio etc.

7.2.1 Luz proveniente dos astros: radiação eletromagnética

A radiação eletromagnética pode ser estudada em função de sua intensidade (fluxo de radiação), ou na forma de luz decomposta, formando um espectro, como ilustrado na figura 2. O espectro eletromagnético na chamada faixa do visível cobre comprimentos de onda desde o violeta (390 nm) até o vermelho (720 nm).

Quando uma fonte emissora de luz se movimenta em relação ao observador, a radiação emitida por ela sofre efeito Doppler, que modifica sua frequência ou o comprimento de onda. Se o movimento for de aproximação, a frequência aumenta. Neste caso diz-se que ocorreu um "desvio para o azul" (*blueshift*). Em situação oposta, a frequência diminui. Agora dizemos que ocorreu um "desvio para o vermelho" (*redshift*). A figura 3 ilustra os três casos: repouso, afastamento e aproximação.



3- Efeito Doppler observado em função do movimento da fonte emissora.

O deslocamento Doppler provocado pelo movimento é calculado pela expressão

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{v}{c} \qquad (1)$$

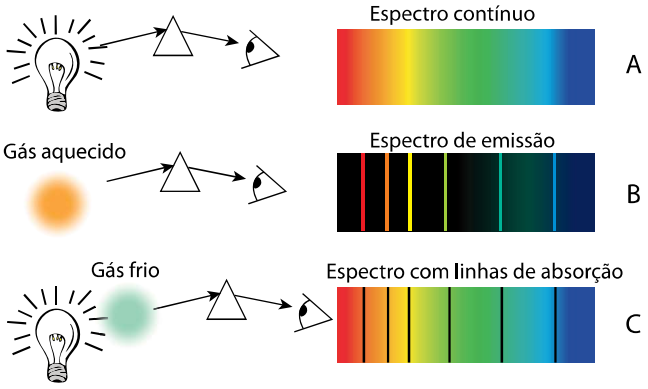
onde $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$ é a diferença entre o comprimento de onda observado (λ) e o comprimento de onda emitido (λ_0), v é a velocidade da fonte em relação ao observador e c a velocidade da luz.

Além dos fenômenos puramente ondulatórios, a radiação interage com a matéria na forma de átomos ou moléculas. Esse processo requer que a radiação eletromagnética tenha características de pacotes discretos ou quanta (plural de quantum) de energia. No caso da luz visível, os quanta são chamados fótons, cuja energia é proporcional à frequência.

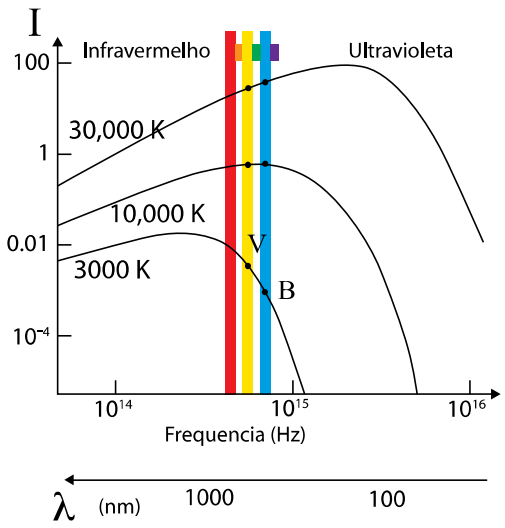
Linhas espectrais são formadas pela emissão ou absorção de fótons, pelas mudanças na quantidade de energia em um determinado átomo.

As regras que estabelecem a emissão e a absorção de radiação são determinadas pelas três leis de Kirchhoff: 1) Um objeto que esteja no estado sólido, líquido ou gasoso, e sob alta pressão, produzirá um espectro contínuo de emissão, quando aquecido; 2) Um gás a baixa pressão e a temperatura suficientemente alta produzirá um espectro de linhas brilhantes de emissão; 3) Um gás em baixa pressão e baixa temperatura, que se localize entre uma fonte de radiação contínua e um observador, produzirá um espectro com linhas de absorção, ou seja, um conjunto de linhas superpostas ao espectro contínuo.

A figura 4 ilustra três situações distintas que envolvem uma fonte de radiação contínua (uma lâmpada, por exemplo), uma nuvem de gás e o observador. O observador que vê diretamente a fonte de radiação contínua obtém um espectro contínuo (caso A). Quando observa apenas a nuvem de gás aquecido o observador obtém um espectro de emissão – linhas brilhantes (B). No caso em que um gás frio é colocado entre a fonte de radiação contínua e o observador, o espectro obtido apresenta linhas escuras de absorção (C). As linhas de absorção aparecem precisamente nos mesmos comprimentos de onda em que aparecem as linhas de emissão.



4- Ilustração das leis de Kirchhoff: (a) Espectro observado quando a radiação de uma lâmpada é decomposta ao atravessar um prisma; (b) espectro de um gás aquecido; (c) espectro da lâmpada quando a luz atravessa um gás frio, contendo linhas espectrais de absorção (escuras).



5- Curvas de distribuição de energia do corpo negro para diferentes temperaturas. A altura da curva define a cor da estrela. Temperaturas elevadas correspondem a cores mais azuladas, ao contrário das baixas temperaturas que correspondem a cores mais avermelhadas.

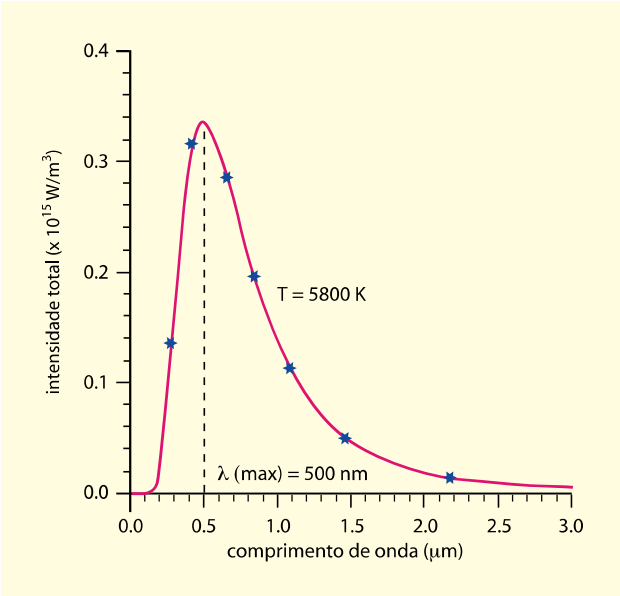
7.2.2 Temperatura e Cor das Estrelas

Em geral, quando se fala em temperatura de estrelas refere-se à temperatura da fotosfera (como no caso do Sol). A depender das características da estrela, a temperatura fotosférica pode atingir dezenas de milhares de graus, bem mais quente que o Sol, mas ainda bem inferior aos milhões de graus encontrados no interior das estrelas. Como visto, o espectro de radiação de um corpo está associado à sua temperatura pela lei de radiação de Planck (radiação de corpo negro), que fornece a intensidade da radiação em função do comprimento de onda.

A figura 5 ilustra curvas de corpo negro obtidas com as equações acima, quando se considera diferentes temperaturas. O ponto de intensidade máxima de cada curva é expresso pela lei de Wien. Por ele pode-se determinar a cor predominante da estrela na faixa do visível. Utilizando o comprimento de onda em centímetro e temperatura em K, a lei de Wien é expressa por:

$$\lambda_{max}(cm) = \frac{0,29}{T(K)} \qquad (2)$$

Exemplificando: como se pode determinar a temperatura fotosférica do Sol e o comprimento de onda do pico de emissão (ou sua cor) a partir da observação? Usando filtros especiais é possível



6- Observando a radiação do Sol em muitas frequências notamos que o pico encontra-se na parte visível do espectro e que ele emite muito mais no infravermelho que no ultravioleta.

observar o Sol em diferentes comprimentos de onda e medir a intensidade (pontos azuis na figura 6). Em seguida, usando a lei de Planck procuramos a curva de corpo negro que melhor se ajusta aos pontos observados, alterando a temperatura (curva em vermelho). A temperatura correspondente à curva ajustada representa a temperatura fotosférica (5.800 K). Para determinar o pico de intensidade máxima, substituímos essa temperatura na lei de Wien. Fazendo a aritmética encontraremos $\lambda max = 5\times10^{-5}$ cm = 500 nm.

No caso da estrela Antares, uma estrela gigante vermelha bastante fria, a temperatura é da ordem de 3.000 K e $\lambda max \sim 1.000$ nm. Sirius, uma estrela azulada muito quente, tem temperatura da ordem de 10.000 K e $\lambda max \sim 290$ nm.

A soma do fluxo de energia em todas as frequências determina o fluxo total emitido por uma estrela, que pode ser expresso por:

$$F_* = \sigma T^4 \qquad (1)$$

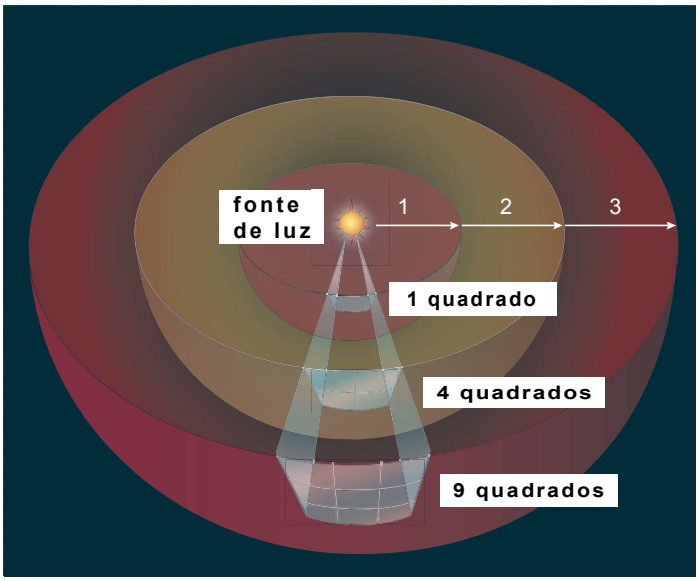
onde $\sigma = 5{,}67 \times 10^{-5}$ *erg cm*$^{-2}$ *K*$^{-4}$ *s*$^{-1}$ é a constante de Stefan–Boltzmann.

7.2.3 Luminosidade (L_*): o brilho intrínseco da estrela

Consideremos uma estrela esférica de raio R_* localizada a uma distância d do observador. A luminosidade L_* dessa estrela é a energia total (potência) emitida em todas as direções, por unidade de tempo.

No sistema internacional de unidades, a luminosidade é expressa em Watt (Joule/s). Essa energia produzida no interior da estrela passa pela sua superfície, cuja área é $A_* = 4\pi R_*2$. O fluxo de energia é a potência emitida por unidade de área (Watts/m^2), ou seja:

$$F(R_*) = \frac{L_*}{4\pi R_*^2} \qquad (2)$$



7- O brilho aparente (fluxo detectado) diminui com o quadrado da distância.

Como o fluxo é dado por σT^4, a luminosidade pode ser expressa da seguinte forma:

$$L_* = 4\pi R_*^2 \sigma T_*^4 \qquad (3)$$

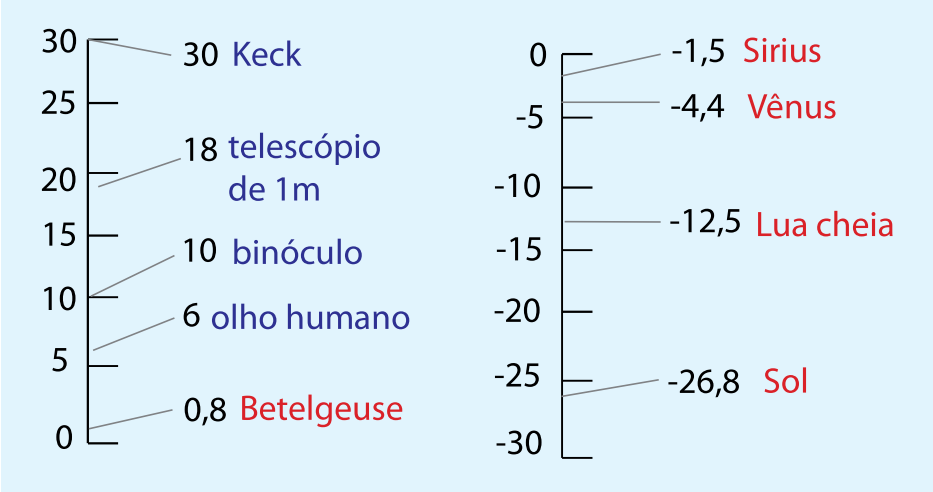
Portanto, a luminosidade é uma característica intrínseca da estrela e só depende de sua temperatura (T_*) e do seu tamanho (R_*). Já o fluxo depende do local onde é medido, ou da distância da estrela. Quanto mais distante estiver a estrela, mais fraca ela parecerá. Essa diminuição do brilho aparente está relacionada com a área da esfera que tem como raio a distância da estrela. A energia que passa pela área da estrela deverá passar também pela área dessa esfera fictícia. A figura 7 ilustra a relação entre áreas atravessadas pelo mesmo feixe de luz. Assim, quanto maior a distância, maior a área da esfera fictícia e menor o fluxo de energia que passa por ela.

Esse fluxo que representa o brilho aparente pode ser expresso por um número, denominado magnitude aparente.

7.2.4 Magnitude: o brilho aparente das estrelas

Uma forma de medir o brilho das estrelas é avaliar a quantidade de fótons recebida em um sensor, seja ele um instrumento imageador acoplado a um telescópio, uma câmara fotográfica, ou mesmo o olho humano. Esse brilho é chamado aparente, pois ele depende da distância da estrela.

A magnitude aparente é uma escala para comparação do brilho das estrelas desenvolvida pelo astrônomo grego Hiparco (190-126 a.C.) há mais de dois mil anos. Quanto maior a magnitude aparente, menor é o brilho aparente. Hiparco imaginou uma escala de brilho onde as estrelas mais brilhantes foram classificadas com magnitude 1 e as mais fracas (quase imperceptíveis ao olho humano) com magnitude 6. Todas as demais estrelas estariam dentro dessa faixa de magnitudes. Com instrumentação moderna, podemos constatar que uma estrela de magnitude 1 é 100 vezes mais brilhante que uma estrela com magnitude 6. Portanto, um intervalo de 5 magnitudes corresponde a um fator 100 de brilho (fluxo). Logo, a escala de brilho de Hiparco, baseada no olho humano, é $\sqrt[5]{100} = 100^{1/5} = 2{,}512$. Ou seja, uma diferença de uma magnitude implica em razão de brilho de 2,512. Uma estrela de magnitude 1 é duas vezes e meia mais brilhante que



8- A escala de magnitudes aparentes e o limite de detecção de alguns telescópios e magnitude aparente de alguns astros.

uma estrela de magnitude 2, que também é duas vezes e meia mais brilhante que uma estrela de magnitude 3 e assim por diante.

Isso evidencia que a resposta sensorial humana aos estímulos externos é logarítmica, fato já conhecido desde a metade do século 19. Em 1856, o astrônomo inglês Norman Robert Pogson (1829-1891) apresentou uma fórmula matemática que ajustava a escala magnitude de Hiparco à resposta logarítmica do olho humano. Se a distância da estrela for d, o fluxo será:

$$F = \frac{L}{4\pi d^2} \tag{4}$$

e a magnitude será assim definida:

$$m = -2{,}5 \log F \tag{5}$$

O sinal negativo é para impor a relação inversa entre magnitude e brilho, ou seja, a magnitude aumenta quando o fluxo diminui. Combinando as duas expressões teremos:

$$m = -2{,}5 \log \frac{L}{4\pi d^2} = -2{,}5 \log L - 2{,}5\,[-\log 4\pi d^2] = -2{,}5 \log L + 4\pi + 2{,}5 \log d^2 \tag{6}$$

$$m = C - 2{,}5 \log L + 5 \log d$$

onde $C = 2{,}5 \log 4\pi$ é uma constante que define o ponto zero da escala e depende do sistema fotométrico adotado.

Um exemplo da escala de magnitudes aparentes é mostrado na figura 8, apresentando a escala de magnitudes aparentes de alguns objetos (em vermelho) e o poder de alcance dos instrumentos (em azul).

7.2.5 Distâncias: métodos de determinação

Pode-se determinar a distância de uma estrela pela comparação do brilho observado (magnitude

aparente) com o brilho intrínseco (magnitude absoluta). Define-se magnitude absoluta (M) como a magnitude que a estrela teria se estivesse localizada a uma distância padrão de 32,6 anos-luz ou 10 parsec. Se todas as estrelas estivessem à distância de 10 pc, a magnitude aparente representaria o brilho intrínseco delas, ou seja, suas luminosidades.

Lembrando que $m = -2{,}5\log\left(L/4\pi d^2\right)$, podemos usar a diferença entre a magnitude aparente m (que pode ser observada) e a magnitude absoluta M (que pode ser obtida conhecendo-se a luminosidade da estrela) para obter a distância das estrelas. Por essa razão, a diferença "$m - M$" é conhecida como módulo de distância:

$$m - M = (-2{,}5\log L + 5\log d) - (-2{,}5\log L + 5\log 10)$$

$$m - M = 5\log d - 5\log 10 \qquad (7)$$

$$m - M = 5\log\frac{d}{10}$$

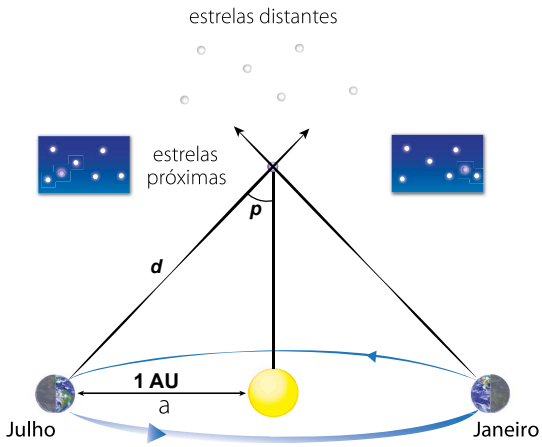
onde d é a distância da estrela dada em parsec.

A expressão se aplica no caso de ausência de matéria opaca entre as estrelas e o observador. Havendo matéria opaca, parte da radiação estelar é extinta pela matéria implicando na diminuição do brilho aparente e no aumento da magnitude aparente.

O método de estimativa de distâncias pelo módulo de distância requer o conhecimento da magnitude absoluta da estrela. Isso não é simples de se determinar, pois depende do brilho intrínseco (luminosidade) da estrela, que, por sua vez, não é diretamente observável. Dessa forma, recorremos a outros métodos para se determinar as distâncias das estrelas.

◂ *Paralaxe trigonométrica*

Paralaxe é a alteração da posição aparente de um objeto devida ao movimento do observador. Ela é medida em ângulo, geralmente em segundos de arco ("). Para medir a paralaxe deve-se observar o objeto a partir de dois pontos de uma mesma linha de base e medir o ângulo de deslocamento da linha de visada (figura 9).



9- Observações de uma mesma estrela feitas em janeiro e em julho, de forma que a linha de base tenha um comprimento de duas UA. Essa geometria é utilizada para se medir o ângulo paralático, ou seja a paralaxe da estrela.

Para se medir a paralaxe das estrelas, comparamos imagens de uma mesma região do céu tomadas em épocas diferentes, por exemplo, com seis meses de diferença. Neste caso, a linha de base será aproximadamente duas unidades astronômicas (1 UA) equivale à distância entre a Terra e o Sol, ou seja, 150 milhões de quilômetros, pois a Terra estará do lado oposto ao que estava em sua órbita. Quanto mais distante a estrela, menor sua paralaxe. Para pequenos ângulos a tangente é aproximadamente igual ao próprio ângulo. Se a paralaxe p for muito menor que 1 (figura 9), tan $p \sim p$. Logo, podemos deduzir que:

$$d = \frac{1UA}{p} \qquad (8)$$

sendo p expresso em radianos (rd). Sabemos que $1\ rd = 206265''$, logo $1' = (1/206265)\ rd$. Substituindo $p = (1/206265)\ rd$ na equação acima e resolvendo a aritmética concluímos que a paralaxe de 1" corresponde a uma distância de 206.265 UA (3,3 anos-luz ou $3{,}1 \times 10^{16}$m).

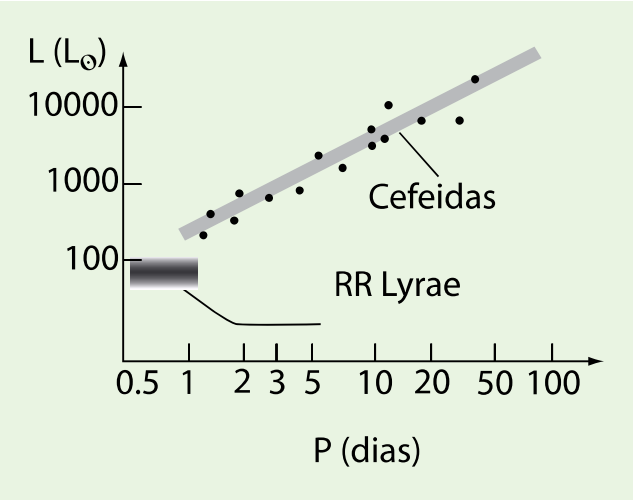
Por convenção, define-se essa distância como sendo de 1 parsec (pc)[1]. Se conhecermos a medida da paralaxe (p") podemos calcular a distância da estrela em parsec. Uma estrela com p = 0,1", por exemplo, encontra-se a uma distância de 10pc. Se a paralaxe for dada em radianos, teremos a distância dada em unidades astronômicas.

É evidente que a estrela que apresenta a maior paralaxe é a mais próxima do Sol, ou seja, Alfa Centauro. Sua paralaxe é p = 0,76", que implica na distância de 1,3 pc (4,3 anos-luz). Atualmente, as maiores distâncias determinadas pela paralaxe trigonométrica são aquelas medidas pelo satélite Hiparco. A paralaxe trigonométrica presta-se para determinar distâncias de até 100 pc.

• *Método para determinação de distâncias além de nossa Galáxia*

O ângulo paralático é cada vez menor, quanto maior for a distância da estrela, por isso para objetos mais longínquos utiliza-se o método da paralaxe espectroscópica ou diagrama cor-magnitude. A determina-

1. Parsec (*par* = paralaxe, *sec* = segundo em inglês) é uma contração de "paralaxe de um segundo de arco".



10- Gráfico do período de pulsação (P) versus luminosidade (L) para a Cefeidas, mostrando a boa correlação entre P e L. Também são mostrados os períodos de pulsação das estrelas variáveis RR Lyrae.

ção de distâncias em função da luminosidade (brilho intrínseco) das estrelas depende da comparação entre o brilho aparente e o tipo espectral da estrela, capaz de revelar sua magnitude absoluta. Esse método, que utiliza módulo de distância, é chamado paralaxe[2] espectroscópica. O tipo espectral e a classe de luminosidade de uma estrela são determinados pelo seu espectro. A magnitude aparente se obtém da observação. A magnitude absoluta pode ser determinada em um diagrama que relaciona a magnitude absoluta com a cor da estrela. Dessa forma, esse procedimento também é conhecido por método do diagrama cor-magnitude. Ele é útil para se determinar distâncias até 10 kpc (10.000 pc).

Simplificadamente, o processo é o seguinte: pela observação determina-se a magnitude aparente (m) da estrela e registra-se seu espectro. Pela análise do espectro classifica-se a estrela em um dos tipos espectrais. Em seguida, no diagrama cor-magnitude (figura 13) localiza-se o tipo espectral (eixo das abscissas) da estrela em questão e determina-se a magnitude absoluta (M) correspondente (eixo das ordenadas). Finalmente, substitui-se m e M na equação dada na página 181 e determina-se a distância d.

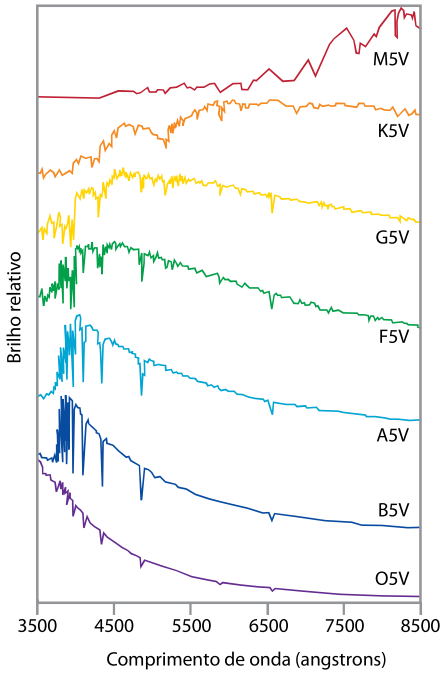
A variabilidade de luz apresentada por algumas estrelas também é um bom método para determinação de distâncias extragalácticas. As Cefeidas formam uma categoria de estrelas variáveis pulsantes. O período de pulsação está diretamente associado à luminosidade da Cefeida, por isso é chamado relação período-luminosidade das Cefeidas (figura 10). Conhecendo-se o período de pulsação (P), obtém-se a luminosidade (L).

7.3 Classificação - as estrelas não são iguais

7.3.1 Espectros Estelares

Para obtenção do espectro de uma estrela, a radiação que chega ao telescópio em forma de luz deve ser dispersa em comprimento de onda por um espectrógrafo (da mesma forma que a luz branca é

2. O termo "paralaxe" é utilizado apenas de forma figurativa, pois nesse método não há medidas angulares envolvidas na determinação de distâncias.



11- Espectros de estrelas de diferentes temperaturas. A primeira estrela na base do diagrama tem 30.000 K, a segunda tem 20.000 K, diminuindo até chegar na última acima, com temperatura de 3.000 K.

12- A primeira classificação das estrelas foi desenvolvida no Observatório de Harvard por Annie Jump Cannon e colaboradores, em 1910 (www.twu.edu/dsc).

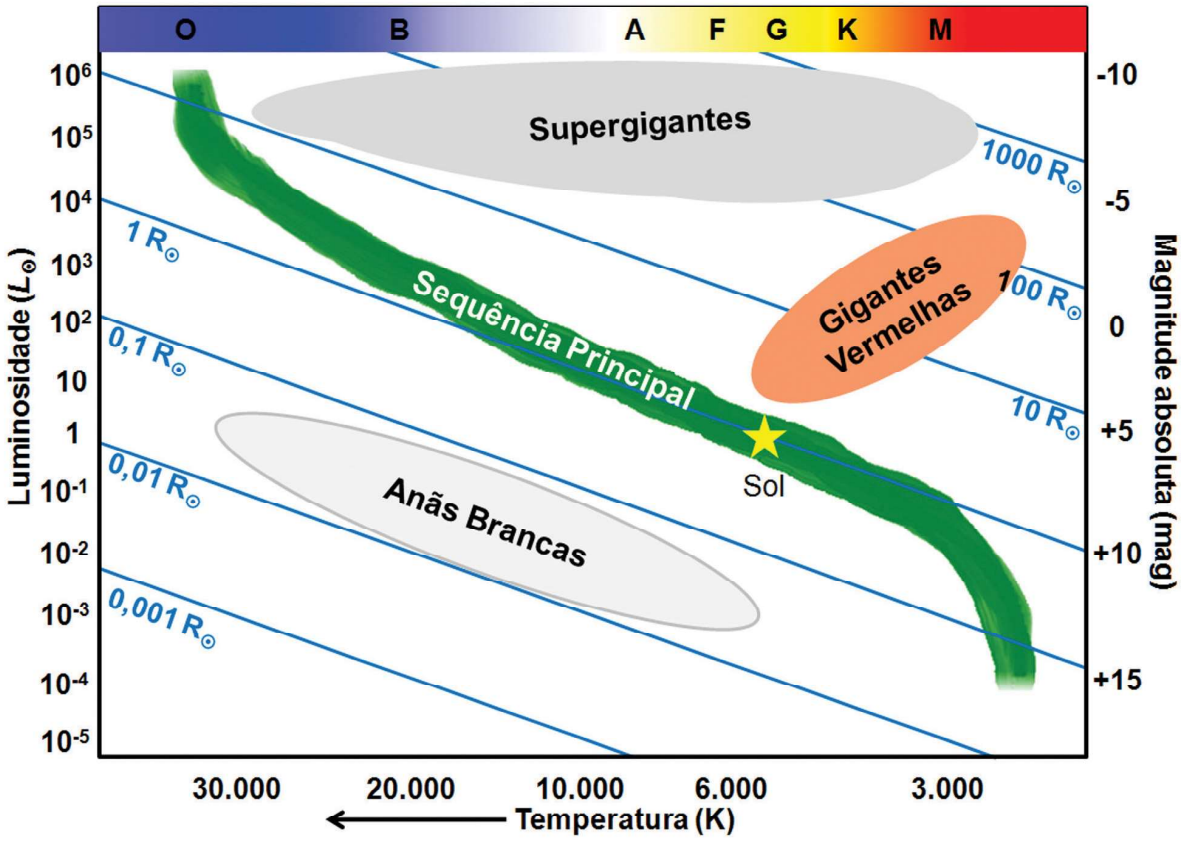
decomposta em várias cores ao passar por um prisma). Essa luz dispersada é então registrada em imagem, atualmente digital. Pela comparação entre a posição das linhas espectrais da estrela observada e a posição das linhas espectrais de laboratório obtidas de uma lâmpada de calibração, pode-se identificar os respectivos comprimentos de onda das linhas e os elementos químicos que as formaram. Dessa forma, estrelas sob condições físicas diferentes devem necessariamente apresentar espectros diferentes. Na figura 11 são mostrados espectros de sete estrelas, para comprimentos de onda entre 350 e 850 nanômetros (nm). Todos os espectros apresentam linhas de absorção (depressões) sobrepostas a um contínuo, mas o padrão de linhas difere de um espectro para o outro. Para determinados comprimentos de onda, em algumas estrelas, as linhas de absorção aparecem mais fortes (maior profundidade) que em outras. Os espectros da figura 11 correspondem a estrelas com composição química semelhante a do Sol. Nesse caso, as diferenças espectrais encontradas se devem unicamente às diferenças de temperatura.

7.3.2 A ordem dos tipos espectrais

No início do século passado, quando ainda não se compreendia como os átomos produziam linhas espectrais, as primeiras classificações das estrelas foram baseadas nas intensidades das linhas do hidrogênio. Foi adotada a sequência A, B, C…P, para a nomenclatura das classes espectrais, onde estrelas tipo A tinham as linhas de hidrogênio mais fortes. As intensidades das linhas diminuíam quando se ia de A a P.

Com o melhor entendimento dos subníveis de energia da estrutura atômica um novo esquema foi adotado para a classificação espectral por volta de 1920 e estabeleceu uma sequência mais significativa em função da temperatura da estrela. Assim, algumas letras foram suprimidas e a ordem alterada, resultando resultando em O,B,A,F,G,K,M.

As estrelas de tipo mais próximo de O, no início da sequência, são chamadas estrelas de primeiros tipos (do inglês *early type*), enquanto os tipos mais próximos de M, no final da sequência são chamados tipos tardios (*late type*). Cada tipo é subdividido em dez grupos, de 0 (primeiros) a 9 (tardios), como por exemplo: …F8, F9, G0, G1, G2…G9.



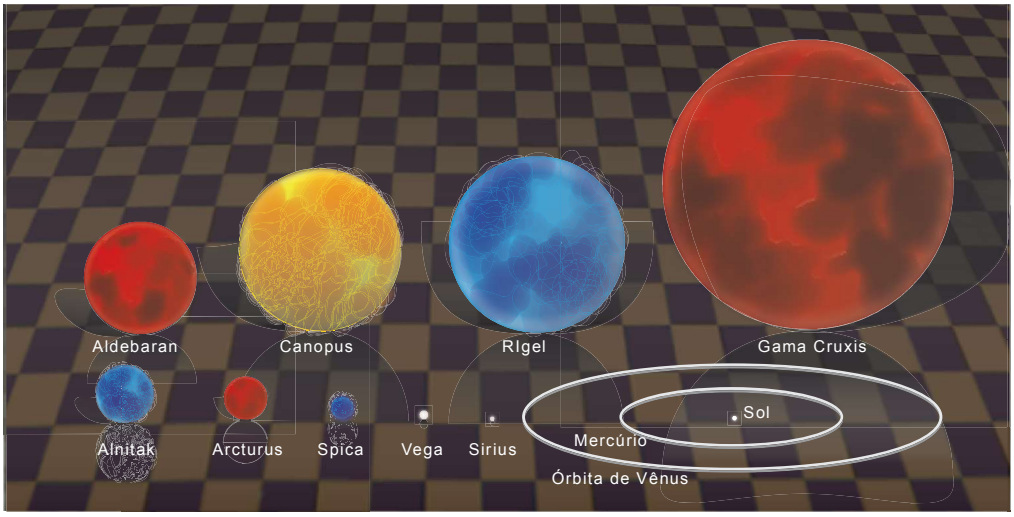
13- Diagrama H-R onde se comparam Brilho (luminosidade, raio) e Cor (temperatura).

7.3.3 Comparando as diversas categorias de estrelas

Na classificação das estrelas, luminosidade e temperatura superficial são parâmetros que têm papel semelhante ao peso e altura de uma pessoa, para classificar seu tipo físico. Sabemos que, nos humanos, essas características são bem correlacionadas, ou seja, normalmente espera-se que pessoas mais altas tenham maior peso que as de menor estatura. Assim, também os astrônomos procuram correlacionar os parâmetros estelares.

No início do século 20, o astrônomo dinamarquês Ejnar Hertzsprung (1873-1967) e o norte-americano Henry Norris Russel (1877-1957), descobriram de forma independente que brilho intrínseco e temperatura estelar se correlacionam ao tamanho das estrelas. Por isso, gráficos que comparam esses parâmetros para diferentes categorias de estrelas recebem o nome de Diagrama Hertzsprung-Russel ou, simplesmente, diagrama H-R. Convencionou-se colocar neste diagrama a magnitude absoluta (ou luminosidade) no eixo das ordenadas e a sequência de tipos espectrais (ou temperatura) no eixo das abscissas. Nesse caso, a escala de temperatura é invertida, ou seja, as temperaturas maiores ficam à esquerda do gráfico e as menores à direita.

De acordo com o diagrama H-R esquemático da figura 13, a faixa em que se encontra o Sol é conhecida como Sequência Principal e representa a fase evolutiva em que a maioria das estrelas se



14- Escalas de tamanho: estrelas anãs, gigantes, e supergigantes (crédito: Gastão B. Lima Neto – IAG/USP).

encontra. Estrelas dessa faixa próximas ao Sol têm praticamente a mesma temperatura e luminosidade. Um exemplo é Alfa do Centauro. Seguindo a faixa, estrelas que ficam à esquerda do Sol são mais quentes e luminosas, como Sirius. Já as estrelas que ficam à direita do Sol, são mais frias e menos brilhantes. No canto superior esquerdo estão as estrelas mais quentes, mais massivas e mais luminosas; no canto inferior direito estão as menos massivas, mais frias e menos luminosas.

Outras fases evolutivas são as das gigantes e supergigantes. Betelgeuse, alfa de Órion, por exemplo, é uma estrela mais fria que o Sol, mas de raio muito maior, o que lhe garante maior luminosidade. Dessa forma, as estrelas podem ser separadas no diagrama H-R de acordo com sua categoria. O Sol é considerado uma estrela anã, enquanto Betelgeuse é uma supergigante. Estrelas muito quentes e muito menores que o Sol, localizadas na região esquerda, próxima da base do Diagrama H-R, formam a categoria das anãs brancas.

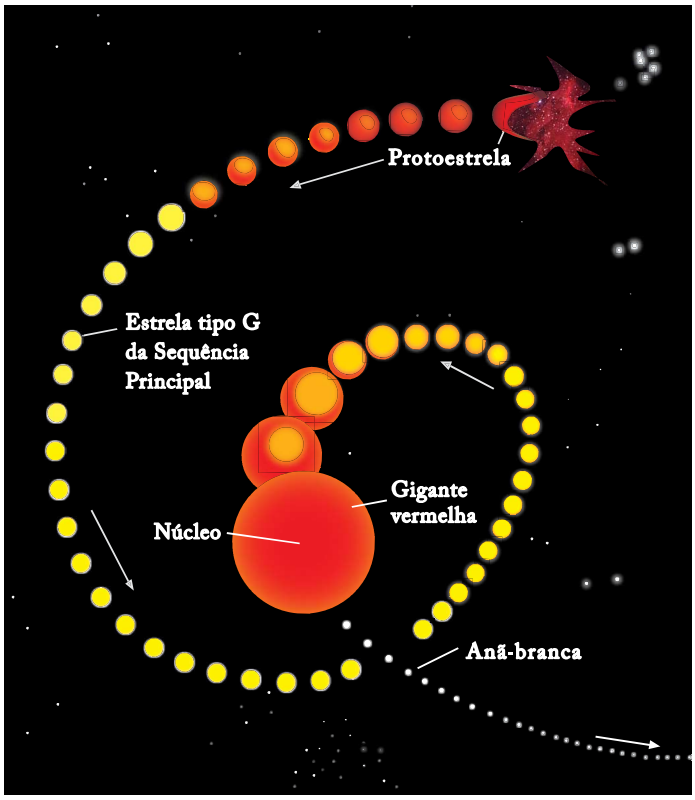
7.3.4 O tamanho das estrelas

A luminosidade da estrela está relacionada à sua área superficial e ao fluxo total emitido, que é proporcional à temperatura elevada à quarta potência. A expressão da luminosidade integrada em todo o espectro é a $L_* = 4\pi R_*^2 \sigma T_*^4$. Isso mostra a importância do tamanho estelar no seu brilho intrínseco.

A figura 14 mostra os tamanhos relativos entre algumas estrelas e o Sol.

Para diferenciar os tamanhos de estrelas de mesmo tipo espectral, novamente recorremos ao estudo das linhas espectrais. A atmosfera de uma estrela gigante tem densidade menor que a de uma estrela anã que, por sua vez, tem atmosfera bem menos densa que a de uma anã-branca (pequena de cor branca). Como as linhas espectrais são muito sensíveis à densidade das fotosferas, podemos usar as linhas espectrais para identificar a fase evolutiva da estrela.

Como a densidade da estrela também se relaciona com sua luminosidade, estabeleceu-se um esquema de identificação para os diferentes tipos de estrelas, chamado classe de luminosidade. Nesse esquema, as classes Ia e Ib se referem, respectivamente, às supergigantes brilhantes e às supergigantes. As classes II e III são, respectivamente, das gigantes brilhantes e gigantes. As classes IV e V referem-se, respectivamente, às estrelas subgigantes e às estrelas da sequência principal e anãs.



15- Esquema do ciclo de vida de uma estrela semelhante ao Sol.

As diferentes distribuições das estrelas no diagrama H-R ou cor-magnitude (figura 13) estão relacionadas às fases evolutivas, que dependem da massa das estrelas. Uma estrela de massa muito baixa (centésimos da massa solar) pode permanecer na sequência principal por trilhões de anos, enquanto as massivas (dezenas de massas solares) permanecem por alguns milhares de anos. Esse tempo de vida está relacionado à taxa de consumo do material estelar, que varia com a massa e a luminosidade da estrela.

7.4 Evolução das estrelas

Apesar de ser bastante longo, o período de vida de uma estrela é finito. A seguir, abordaremos a juventude das estrelas, uma fase conhecida como pré-sequência principal, os mecanismos de geração de energia no interior estelar que caracterizam a fase de "maturidade" da estrela, já definida como sequência principal, e os estágios finais da vida de estrelas, fortemente influenciados pela massa.

7.4.1 Nascimento: onde são formadas as estrelas?

Mesmo para uma estrela, ser jovem é estar passando por processos de intensa atividade, constantes modificações e instabilidades. Nessa fase ela passa por variações de temperatura, massa e diâmetro. Quando chega à fase de sequência principal ela ainda é relativamente jovem e a fusão de hidrogênio no seu interior iniciou-se "recentemente". Na maioria dos casos, essa é uma fase duradoura e de relativa estabilidade. Para o Sol, por exemplo, o tempo total de permanência na sequência principal é de cerca de 11 bilhões de anos (perto de 4,6 bilhões de anos já se passaram). Nesse período ele terá relativa estabilidade e liberará energia pela fusão do hidrogênio em seu interior.