



## Estrelas: espectros, luminosidades e massas

J. L. G. Sobrinho  
sobrinho@uma.pt

Grupo de Astronomia da Universidade da Madeira

<http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/index.htm>

Janeiro de 2013

### Resumo

Praticamente toda a informação que temos sobre as estrelas é obtida a partir da sua própria luz. Analisando a cor, o brilho aparente e o espectro das estrelas podemos obter informação, por exemplo, sobre a sua temperatura superficial, raio, massa, composição química e luminosidade. Podemos ainda identificar diferentes tipos de estrelas. Aqui fazemos uma introdução breve à forma como se podem obter esses resultados.

## Conteúdo

<b>1</b>	<b>Introdução</b>	<b>2</b>
<b>2</b>	<b>Cor e temperatura</b>	<b>2</b>
<b>3</b>	<b>Luminosidade</b>	<b>3</b>
3.1	Magnitude aparente . . . . .	4
3.2	Magnitude absoluta . . . . .	4
3.3	Magnitude bolométrica . . . . .	5
<b>4</b>	<b>Classes espectrais</b>	<b>5</b>
<b>5</b>	<b>O tamanho das estrelas</b>	<b>7</b>
<b>6</b>	<b>Diagrama de Hertzsprung-Russell</b>	<b>8</b>
<b>7</b>	<b>Classes de luminosidade</b>	<b>10</b>
<b>8</b>	<b>Massa das estrelas</b>	<b>11</b>

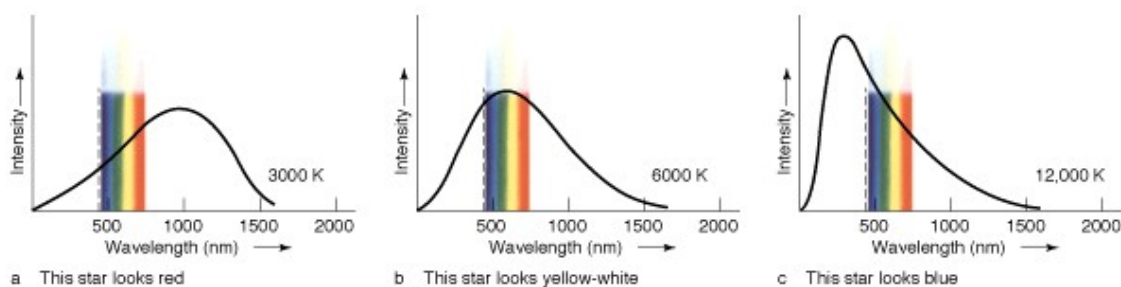


Figura 1: Relação entre cor e temperatura superficial para três estrelas distintas: (a)  $T = 3000$  K – pico de emissão no infravermelho; (b)  $T = 6000$  K – pico de emissão perto do amarelo (semelhante ao nosso Sol); (c)  $T = 12000$  K – pico de emissão no ultravioleta [3].

## 1 Introdução

Ao olharmos para o céu noturno notamos que umas estrelas parecem mais brilhantes do que outras. Isto pode dever-se ao facto de serem realmente mais brilhantes ou então ao facto de estarem a diferentes distâncias. Quase toda a informação que obtemos das estrelas resulta da sua luz. A cor de uma estrela, por exemplo, diz-nos qual a sua temperatura superficial e a decomposição da luz recebida permite identificar a composição da estrela. As estrelas são classificadas em tipos espectrais e em classes de luminosidade. Jogando com toda a informação disponível podemos obter dados relativos à temperatura, luminosidade, raio, composição e massa das estrelas.

Como bibliografia principal foram utilizadas as obras *Universe* [1] e *Astronomy: A Physical Perspective* [2]. Outras referências utilizadas são indicadas ao longo do texto.

## 2 Cor e temperatura

A cor de uma estrela está diretamente relacionada com a sua temperatura superficial. Uma estrela mais fria tem o seu pico de emissão mais perto do vermelho e uma estrela mais quente tem o seu pico de emissão mais próximo do azul. O Sol pode considerar-se uma estrela de temperatura intermédia com o seu pico de emissão no amarelo (Figura 1).

Para determinar a temperatura (cor) de uma estrela utiliza-se um sistema de filtros padrão. Um dos sistemas mais utilizado é o sistema UBV composto por três filtros: U – ultravioleta, B – azul, V – amarelo / verde. Numa primeira fase é feita a medição do brilho da estrela utilizando cada um dos filtros separadamente. São, assim, obtidos os brilhos aparentes:  $b_U$ ,  $b_B$  e  $b_V$ . Depois podem calcular-se as relações  $b_V/b_B$  e  $b_B/b_U$  e, a partir dos valores obtidos, inferir qual é a temperatura da estrela (ver Figura 2).

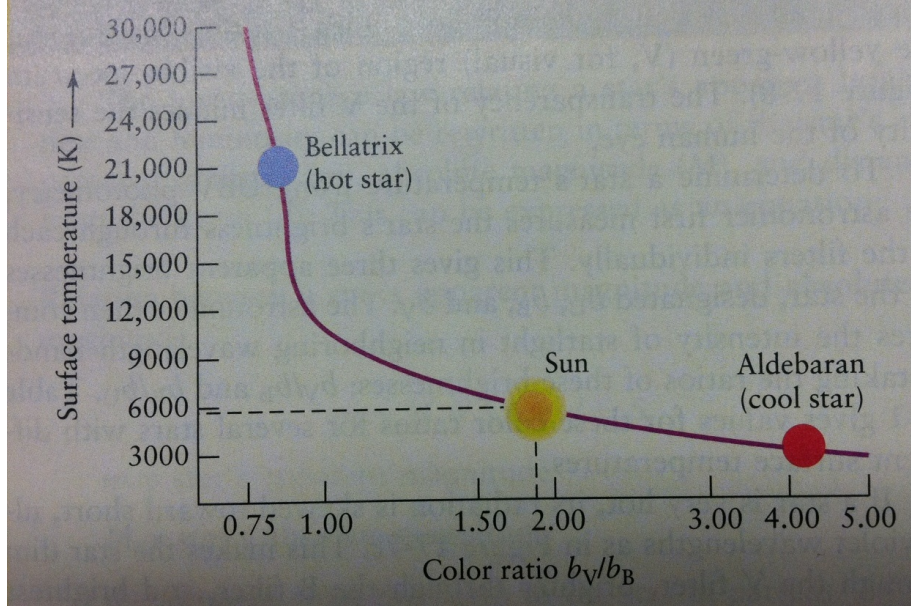


Figura 2: Determinação da temperatura de uma estrela a partir da relação  $b_V/b_B$  [3].

### 3 Luminosidade

A *Luminosidade* ( $L$ ) de uma estrela é uma medida da quantidade de energia emitida por esta em cada unidade de tempo. Esta energia é emitida para o espaço em todas as direções. Assim, a uma determinada distância  $d$  da estrela, a energia que atravessa a unidade de área em cada unidade de tempo é dada por

$$b = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (1)$$

A esta quantidade designamos por *brilho aparente* ( $b$ ) da estrela. O brilho aparente do Sol, por exemplo, para um observador localizado na Terra é dado por:

$$b_{\odot} = \frac{L_{\odot}}{4\pi d^2} = \frac{3.86 \times 10^{26} \text{ J/s}}{4\pi \times 1.50 \times 10^{11} \text{ m}} = 1370 \text{ J/s/m}^2 = 1370 \text{ W/m}^2 \quad (2)$$

A medição de brilhos aparentes é designada por *fotometria*. A partir de estudos fotométricos podemos determinar a luminosidade de uma estrela desde que saibamos a que distância se encontra

$$L = 4\pi d^2 b \quad (3)$$

No caso do Sol temos  $L_{\odot} = 4\pi d_{\odot}^2 b_{\odot}$ . Se utilizarmos o Sol como referência podemos escrever

$$\frac{L}{L_{\odot}} = \left(\frac{d}{d_{\odot}}\right)^2 \frac{b}{b_{\odot}} \quad (4)$$

Os resultados mostram que as luminosidades das estrelas variam, em geral, entre  $10^{-4}L_{\odot}$  e  $10^6L_{\odot}$ . A equação (4) pode ser utilizada também para relacionar as luminosidades de duas estrelas quaisquer

$$\frac{L_1}{L_2} = \left(\frac{d_1}{d_2}\right)^2 \frac{b_1}{b_2} \quad (5)$$

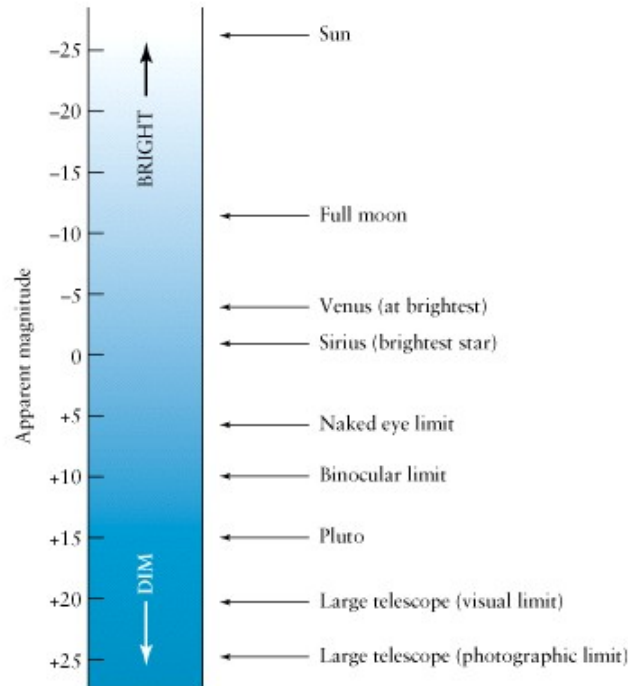


Figura 3: Escala de magnitudes aparentes. Note-se que quanto maior a magnitude menos brilhante é o objeto [3].

### 3.1 Magnitude aparente

A magnitude aparente ( $m$ ) de uma estrela é uma medida do seu brilho aparente. A primeira escala para a medição de magnitudes aparentes foi introduzida por Hiparco no século II a.C.. Nesta escala as estrelas mais brilhantes tinham  $m = 1$  e as menos brilhantes  $m = 6$ . Em termos de brilho aparente resulta que uma estrela de magnitude 1 é cerca de 100 vezes mais brilhante que uma estrela de magnitude 6. Assim podemos escrever

$$\frac{b_1}{b_2} = 100^{\frac{m_2 - m_1}{5}} \quad (6)$$

onde  $b_1$  e  $b_2$  são os brilhos aparentes de duas estrelas e  $m_1$  e  $m_2$  as respetivas magnitudes aparentes. Podemos assim dar uma carácter contínuo à escala de Hiparco e alargar esta, em ambos os sentidos, por forma a poder incluir objetos mais e menos luminosos (ver Figura 3).

A relação entre magnitudes aparentes e brilhos aparentes de duas estrelas (ou outros dois objectos celestes) é dada por

$$m_2 - m_1 = 2.5 \times \log \frac{b_1}{b_2} \quad (7)$$

### 3.2 Magnitude absoluta

Para podermos comparar estrelas diferentes quanto à luminosidade introduzimos o conceito de *magnitude absoluta* ( $M$ ). A magnitude absoluta de uma estrela é definida como sendo a

magnitude aparente que esta teria se estivesse à distância de 10 pc. A relação entre magnitude aparente e magnitude absoluta é dada por

$$m - M = 5 \log_{10} \left( \frac{d}{10 \text{ pc}} \right) \quad (8)$$

onde  $d$  é a distância expressa em pc. No caso do Sol temos  $m = -26.7$  e  $M = 4.8$ . A diferença  $m - M$  designa-se usualmente por *módulo de distância*. Note-se que temos  $M = m$  se  $d = 10$  pc,  $M > m$  se  $d < 10$  pc e  $M < m$  se  $d > 10$  pc.

Podemos adaptar a equação (8) para funcionar apenas com os valores relativos a um determinado filtro. Podemos escrever, por exemplo

$$m_V - M_V = 5 \log_{10} \left( \frac{d}{10 \text{ pc}} \right) \quad (9)$$

$$m_B - M_B = 5 \log_{10} \left( \frac{d}{10 \text{ pc}} \right) \quad (10)$$

Daqui obtemos a relação

$$m_B - m_V = M_B - M_V \quad (11)$$

### 3.3 Magnitude bolométrica

Quando determinamos a magnitude absoluta de uma estrela normalmente estamos apenas a considerar um determinado intervalo dentro da gama de todos os comprimentos de onda possíveis. A *magnitude bolométrica* ( $M_{Bol}$ ) de uma estrela corresponde à sua magnitude absoluta determinada considerando a sua emissão em todos os comprimentos de onda. É usual escrever

$$M_{Bol} = M_V + BC \quad (12)$$

onde  $M_V$  representa a magnitude absoluta da estrela na banda do visível e BC é a chamada correção bolométrica.

## 4 Classes espectrais

Decompondo a luz que recebemos de uma estrela nos seus diferentes comprimentos de onda obtemos o respetivo espectro. Analisando as riscas de absorção presentes no espectro podemos obter diversas informações sobre a estrela (composição elemental, velocidade própria, temperatura,...).

A grande diversidade de espectros estelares observados deu origem à classificação das estrelas em sete *classes espectrais* designadas pelas letras O, B, A, F, G, K e M. Por sua vez, estas classes espectrais foram divididas, cada uma delas, em 10 subclasses designadas por tipos espectrais. Dentro de cada classe os tipos espectrais estão numerados de 0 a 9. Assim temos, por exemplo, a sequência: ...F7, F8, F9, G0, G1, .... O Sol é uma estrela de classe espectral G2.

Embora o desenvolvimento deste sistema de classificação remonte às últimas décadas do século XIX apenas por volta de 1920, com o desenvolvimento da teoria atómica, se conseguiu mostrar





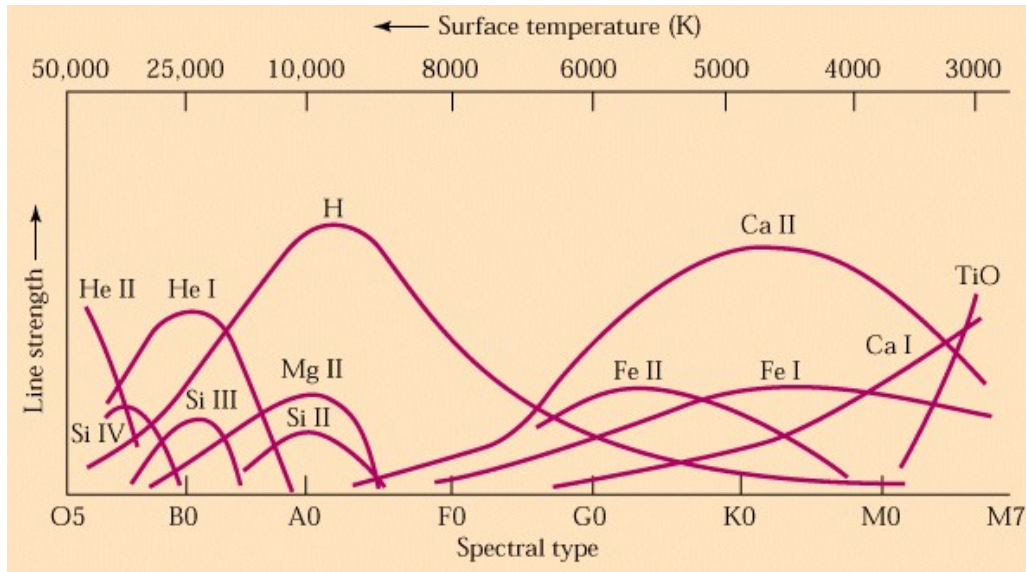


Figura 5: Intensidade das riscas de absorção de diversos elementos em função da temperatura ou, equivalentemente, em função do tipo espectral [3].

absorção moleculares. Criaram-se duas novas classes espectrais (L e T) para incluir as anãs castanhas (cf. Tabela 1).

Em termos de massa todas as estrelas (incluindo o Sol e as anãs castanhas) são compostas por:  $\approx 75\%$  H,  $\approx 25\%$  He e  $\approx 1\%$  de outros metais. Aqui convém lembrar que, tradicionalmente, na Astronomia designamos por metal todos os elementos com a exceção do hidrogénio e do hélio. O oxigénio, por exemplo, é considerado um metal.

## 5 O tamanho das estrelas

As estrelas estão de tal modo distantes que parecem-nos quase sempre simples pontos de luz. O Sol é naturalmente uma exceção e algumas gigantes vermelhas como Betelgeuse. Para determinar o raio de uma determinada estrela recorreremos em geral a processos indiretos. Sabemos que a luminosidade ( $L$ ) de uma estrela relaciona-se com o seu raio ( $R$ ) e a sua temperatura superficial ( $T$ ) através da *Lei de Stefan-Boltzmann*

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad (13)$$

onde  $\sigma = 5.67 \times 10^{-8} \text{ W/m}^2/\text{K}^4$  é a designada constante de Stefan-Boltzmann. No caso do Sol temos  $L_{\odot} = 4\pi R_{\odot}^2 \sigma T_{\odot}^4$ . Podemos, utilizando o Sol como referência, escrever

$$\frac{R}{R_{\odot}} = \left(\frac{T_{\odot}}{T}\right)^2 \sqrt{\frac{L}{L_{\odot}}} \quad (14)$$

A luminosidade de uma estrela pode obter-se a partir do seu brilho aparente, desde que se conheça a sua distância (equação 3) e a respetiva temperatura superficial, a qual pode ser determinada a partir da análise do seu espectro (Secção 4, Figura 5).

Tabela 1: As diferentes classes espectrais de estrelas – ver também Figura 4 [3].

Classe Espectral	Cor	T (K)	Linhas espectrais
O	azul-violeta	30000–50000	átomos ionizados (especialmente hélio)
B	azul-branco	11000–30000	hélio neutro, algum hidrogénio
A	branco	7500–11000	hidrogénio forte, alguns metais ionizados
F	amarelo-branco	5900–7500	hidrogénio e metais ionizados (ferro, cálcio,...)
G	amarelo	5200–5900	metais neutros e ionizados (em especial cálcio ionizado)
K	laranja	3900–5200	metais neutros
M	vermelho-laranja	2500–3900	óxido de titânio forte e cálcio neutro
L	vermelho	1300–2500	potássio, rubídio e célio neutros e híbridos metálicos
T	vermelho	< 1300	potássio neutro forte e água

## 6 Diagrama de Hertzsprung-Russell

No diagrama de Hertzsprung-Russell (HR) cada estrela é representada tendo em conta a sua luminosidade (ou magnitude absoluta) e a sua temperatura superficial (ou tipo espectral). Ao representar as estrelas no diagrama HR verifica-se que estas agrupam-se em determinadas zonas do diagrama (Figura 6).

Existe uma banda diagonal designada por *sequência principal* da qual fazem parte cerca de 90% de todas as estrelas conhecidas. Esta banda estende-se desde as estrelas mais quentes e luminosas (canto superior esquerdo) até as mais frias e pouco luminosas (canto inferior direito). Uma estrela situada sobre esta banda designa-se por *Estrela da Sequência Principal* (ver Figuras 6 e 7). É o caso do nosso Sol.

No canto superior direito do diagrama vemos dois agrupamentos de estrelas muito mais luminosas mas também muito mais frias que as da sequência principal. Pela Lei de Stefan-Boltzmann (equação 13) deduzimos que, para que estas estrelas sejam simultaneamente bastante luminosas e tenham temperaturas superficiais relativamente baixas, então devem ter um raio bastante grande. Estamos pois perante o grupo das estrelas designadas por *gigantes* e *super-gigantes* (estão neste grupo cerca de 1% de todas as estrelas conhecidas) – ver Figuras 6 e 7.

No canto inferior esquerdo do diagrama HR temos um grupo de estrelas bastante quentes mas pouco luminosas (estão neste caso 9% de todas as estrelas conhecidas). De acordo com a Lei de Stefan-Boltzmann estas estrelas devem ter raios muito pequenos e por isso designam-se por *anãs brancas* (ver Figuras 6 e 7). São estrelas, outrora pertencentes à Sequência Principal que, entretanto, atingiram a fase final da sua vida e, agora, limitam-se a arrefecer lentamente.

As anãs vermelhas situam-se, no diagrama HR, no canto inferior direito. Prolongado o diagrama



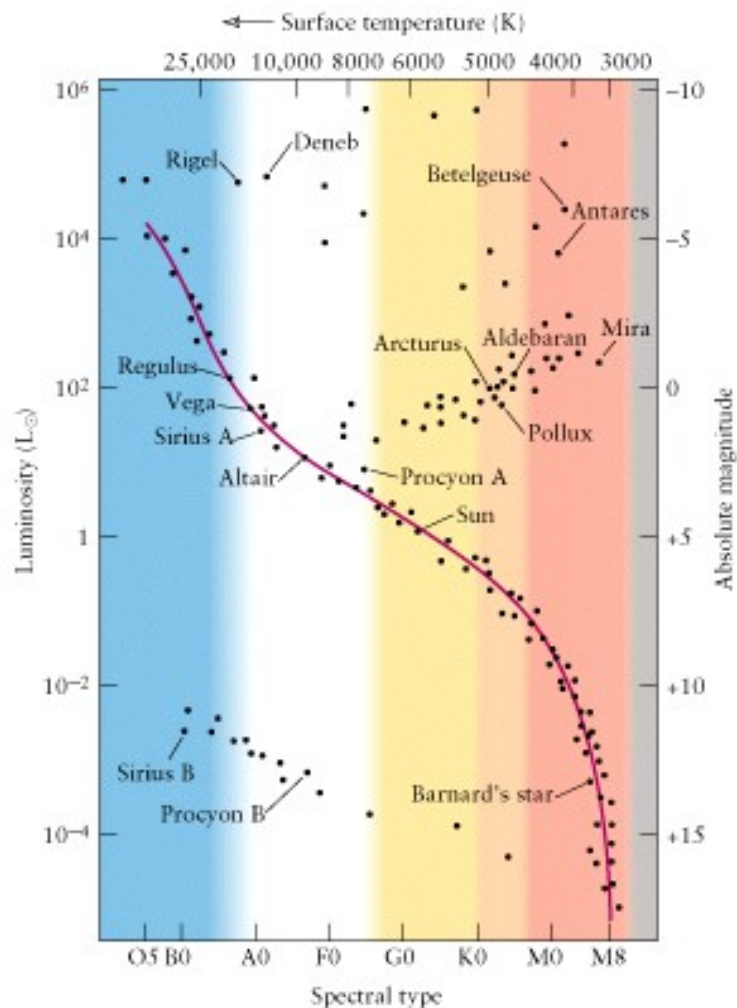


Figura 6: Diagrama de Hertzsprung-Russell (HR): a luminosidade (ou magnitude absoluta) é representada em função da temperatura superficial (ou tipo espectral) [3].

um pouco mais para a direita e para baixo encontramos a zona correspondente às anãs castanhas.

O tipo espectral de uma estrela não nos diz nada acerca do tipo de estrela. Por exemplo, uma estrela com  $T = 5800$  K pode ser uma estrela da sequência principal (semelhante ao Sol), uma anã branca, uma gigante ou uma supergigante (ver Figura 7). Uma forma de resolver esta questão consiste em analisar a largura das riscas de absorção.

Quanto maiores forem a pressão e a densidade na atmosfera de uma estrela mais frequentes serão as colisões entre os seus átomos e isso resultará num alargamento das riscas de absorção correspondentes. Numa supergigante a pressão e densidade atmosféricas são baixas pelo que as riscas de absorção são bastante estreitas (não existem perturbações). Numa estrela da sequência principal a pressão e a densidade atmosféricas são maiores pelo que as riscas resultam mais largas (maior perturbação no processo de formação das riscas).

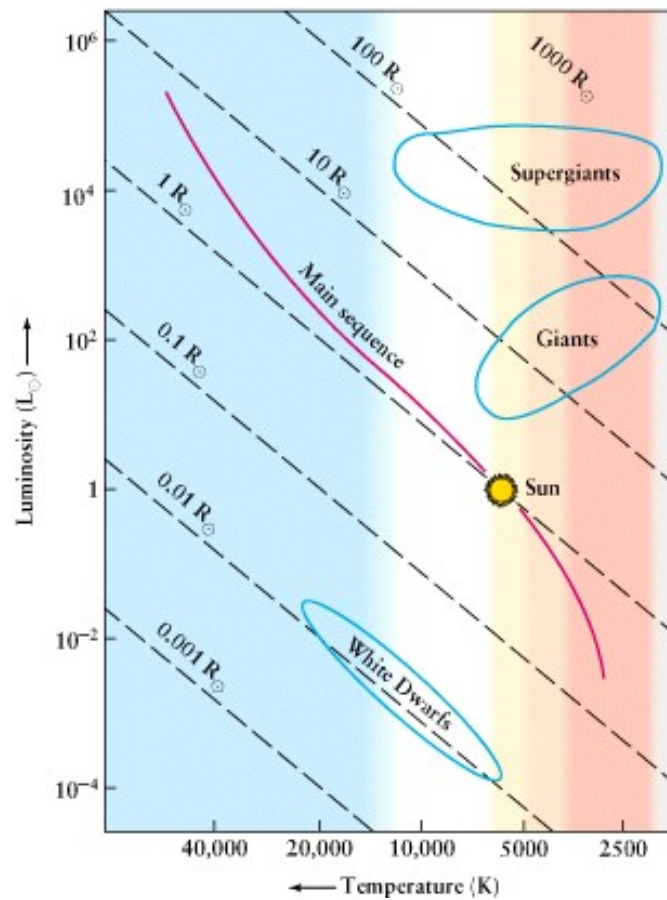


Figura 7: Diagrama de Hertzsprung-Russell (HR) indicando a banda da sequência principal e os grupos das gigantes, supergigantes e anãs brancas. As linhas a tracejado indicam diferentes raios estelares [3].

## 7 Classes de luminosidade

A divisão das estrelas em classes espectrais (ou tipos espectrais) tem em conta a sua cor (temperatura superficial). Para identificar o tipo de estrela é ainda necessário considerar a divisão em *classes de luminosidade*. Existem seis classes de luminosidade (ver Figura 8):

- Ia – supergigantes luminosas
- Ib – supergigantes menos luminosas
- II – gigantes brilhantes
- III – gigantes
- IV – subgigantes
- V – sequência principal

O Sol é uma estrela G2V. Com esta informação ficamos a saber que o Sol é da classe espectral G, subtipo espectral G2 e que, em termos de classe de luminosidade, é uma estrela da sequência principal (V).

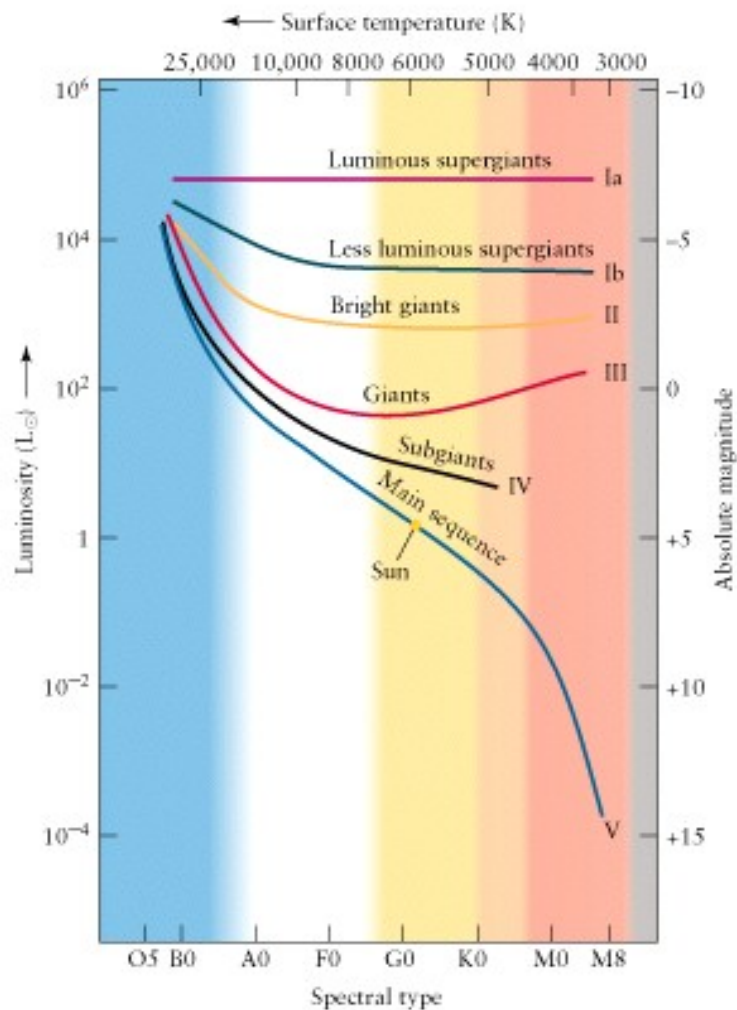


Figura 8: Divisão do diagrama de Hertzsprung-Russell em classes de luminosidade [3].

Sabendo a classe espectral e a classe de luminosidade podemos determinar a distância a que se encontra uma determinada estrela. Por exemplo, a estrela Pleione (da constelação do Touro) é classificada como B8V. O seu brilho aparente (medido) é  $b = 3.19 \times 10^{-13} b_{\odot}$ . Pelo diagrama HR da Figura 8 e atendendo a que Pleione é uma estrela da sequência principal, tiramos que a sua luminosidade é de aproximadamente  $190L_{\odot}$ . Assim pela equação (4) resulta que a distância a esta estrela é de  $\approx 118$  pc. Este processo de calcular distâncias designa-se por método da *paralaxe espectroscópica*. O erro associado às distâncias obtidas ronda os 10% dada a incerteza que existe na leitura de gráficos como o da Figura 8. De notar que as classes de luminosidade não aparecem no diagrama HR como linhas estreitas mas sim como bandas largas.

## 8 Massa das estrelas

Não é fácil determinar a massa de uma estrela se esta estiver isolada. Se a estrela fizer parte de um sistema binário a determinação da sua massa torna-se mais fácil. Acontece que mais de

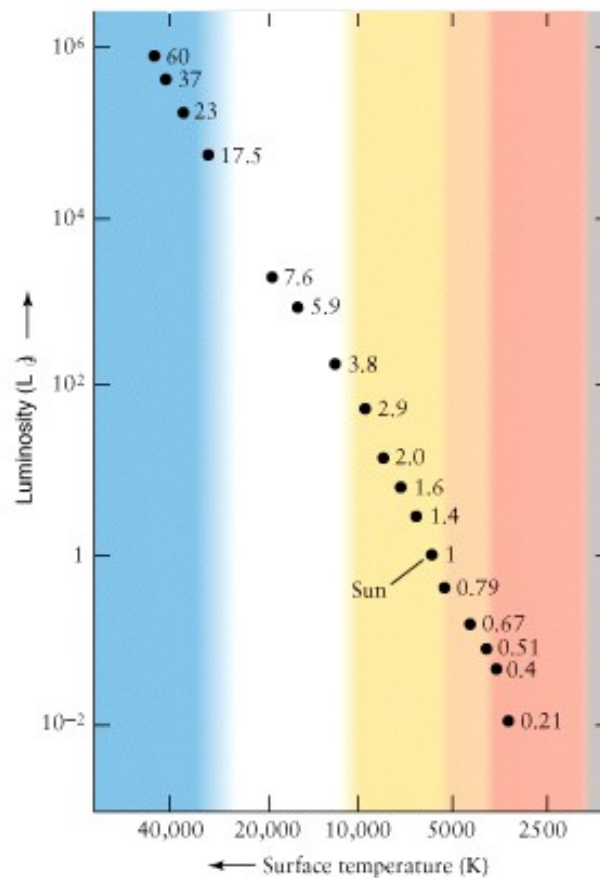


Figura 9: Relação entre massa e luminosidade para estrelas da sequência principal [3].

metade das estrelas fazem parte de sistemas binários (ou mesmo de multiplicidade superior).

O estudo de muitos sistemas binários levou à conclusão de que existe uma relação direta entre massa e luminosidade para estrelas da sequência principal: quanto maior a massa, maior a luminosidade, maior a temperatura e maior o raio da estrela (ver Figura 9).

## Referências

- [1] Freedman R. A. & Kaufmann III, W. J., 2005, *Universe*, seventh edition, W. H. Freeman and Company, New York.
- [2] Kutner, M. L., 2003, *Astronomy: A Physical Perspective*, 2nd edition, Cambridge University Press, United Kingdom.
- [3] <http://www.physics.unc.edu/~evans/pub/A31/Lecture16-Stars/> (material de apoio a [1]).