

# O Universo

P. Augusto, Chícharo, F.X.,  
Correia, L.G., Cró, M.P.,  
Lopes, L.D., Lopes, W.R.,  
Olival, A.C., Pestana, J.G.,  
Serina, J.J., Valente, J.R.,  
Vélosa, E., Vieira, C.T.

*Junho 2011*

Centro de Competências das Ciências Exatas e da Engenharia  
Universidade da Madeira





# Índice

<b>ACRÓNIMOS.....</b>	<b>5</b>
<b>UNIDADES E CONSTANTES.....</b>	<b>7</b>
<b>1 INTRODUÇÃO.....</b>	<b>11</b>
1.1 Sistemas de coordenadas e tempo.....	11
1.2 As grandezas em Astronomia.....	17
1.3 O Espectro Eletromagnético.....	21
1.4 Telescópios e Detetores.....	24
1.5 Cores e filtros.....	36
<b>2 SISTEMAS PLANETÁRIOS.....</b>	<b>41</b>
2.1 O Sistema Solar.....	41
2.2 Os Exoplanetas.....	56
<b>3 ESTRELAS.....</b>	<b>67</b>
3.1 O Sol.....	67
3.2 Espectros, Luminosidades e Massas.....	74
3.3 Origem, Evolução e Morte (diagrama HR).....	76
3.4 As reações nucleares.....	80
3.5 Estrelas binárias, variáveis, cataclísmicas e outras.....	83
<b>4 ENXAMES DE ESTRELAS.....</b>	<b>89</b>
4.1 Enxames abertos (galáticos).....	90
4.2 Enxames globulares.....	93
<b>5 A NOSSA GALÁXIA.....</b>	<b>97</b>
5.1 O Meio Interestelar.....	97
5.2 Estrutura geral.....	101
<b>6 ASTRONOMIA EXTRAGALÁTICA.....</b>	<b>105</b>
6.1 Galáxias: classificação e estrutura.....	105
6.2 Associações de galáxias.....	112
6.3 Galáxias ativas.....	116
6.4 Distâncias e constante de Hubble.....	124
6.5 Evolução.....	129
<b>7 COSMOLOGIA.....</b>	<b>135</b>
7.1 Parâmetros fundamentais.....	135
7.2 Modelo standard do Universo.....	137
<b>BIBLIOGRAFIA/REFERÊNCIAS.....</b>	<b>145</b>



*“motivation is [...] more important [...] than innate ability”*

*“it takes [...] a decade of heavy labor to master any field”*

**(Scientific American, August 2006)**



## **Acrónimos**

1D/2D/3D – Uma/duas/três dimensão(ões)

A&A – Astronomy & Astrophysics (revista)

AGN – Núcleo Galáctico Activo

BLR – Broad Line Region (Região de Emissão de Riscas Largas)

BN – Buraco Negro

CCD – Charge Coupled Device

CMB – Ruído Cósmico de Fundo

CME – Coronal Mass Ejection

ESO – Observatório Europeu do Sul

HI – Hidrogénio neutro

HII – Hidrogénio ionizado

HR (H-R) – Hertzsprung-Russell (diagrama)

HST – Hubble Space Telescope

IAU – International Astronomical Union

IR/IV – Infra-red/Infra-vermelho

ISM – Meio interestelar

NLR – Narrow Line Region (Região de Emissão de Riscas Estreitas)

PNC (PSC) – Pólo Norte (Sul) Celeste

PNE (PSE) – Pólo Norte (Sul) da Eclíptica

proplyd – Disco proto-planetário

Sy – Seyfert (AGN)

UV - Ultravioleta

VLT – Very Large Telescope

XMM-Newton – X-ray Multi-Mirror mission (-Newton)



## Unidades e constantes<sup>1</sup>

Parsec  $\equiv$  pc  $\approx$  3.26 anos-luz  $\approx$   $3.09 \times 10^{16}$  m

Unidade Astronómica  $\equiv$  UA  $\approx$   $1.50 \times 10^{11}$  m

Jansky  $\equiv$  Jy  $\approx$   $10^{-26}$  W/m<sup>2</sup>/Hz

Angstrom  $\equiv$  Å  $\approx$   $10^{-10}$  m

Nanómetro  $\equiv$  nm  $\approx$   $10^{-9}$  m

Mícron  $\equiv$  µm  $\approx$   $10^{-6}$  m

Polegada  $\equiv$  1''  $\approx$  2.54 cm

Pé  $\equiv$  1'  $\approx$  30.48 cm

1° = 60' = 60'' (sistema sexagesimal – grau, minuto de arco, segundo de arco)

Velocidade da luz  $\equiv$  c  $\approx$   $300 \times 10^3$  km/s

Luminosidade solar  $\equiv$  L<sub>☉</sub>  $\approx$   $3.86 \times 10^{26}$  W

Massa solar  $\equiv$  M<sub>☉</sub>  $\approx$   $2.0 \times 10^{30}$  kg

Raio solar  $\equiv$  R<sub>☉</sub>  $\approx$   $6.96 \times 10^8$  m

Raio da Terra  $\equiv$  R<sub>T</sub>  $\approx$   $6.37 \times 10^6$  m

Constante gravitacional  $\equiv$  G  $\approx$   $6.67 \times 10^{-11}$  N m<sup>2</sup> kg<sup>-2</sup>

Carga elementar  $\equiv$  e  $\approx$   $1.60 \times 10^{-19}$  C

Electrão-volt  $\equiv$  eV  $\approx$   $1.60 \times 10^{-19}$  J

Massa do electrão  $\equiv$  m<sub>e</sub>  $\approx$   $9.11 \times 10^{-31}$  kg

Massa do prótrão  $\equiv$  m<sub>p</sub>  $\approx$   $1.67 \times 10^{-27}$  kg

Constante de Planck  $\equiv$  h  $\approx$   $6.63 \times 10^{-34}$  J s

Constante de Boltzmann  $\equiv$  k  $\approx$   $1.38 \times 10^{-23}$  J/K

Constante de Stefan-Boltzmann  $\equiv$  σ  $\approx$   $5.64 \times 10^{-8}$  W m<sup>-2</sup> K<sup>-4</sup>

Constante de permeabilidade magnética  $\equiv$  μ<sub>0</sub>  $\approx$   $1.26 \times 10^{-6}$  T m / A

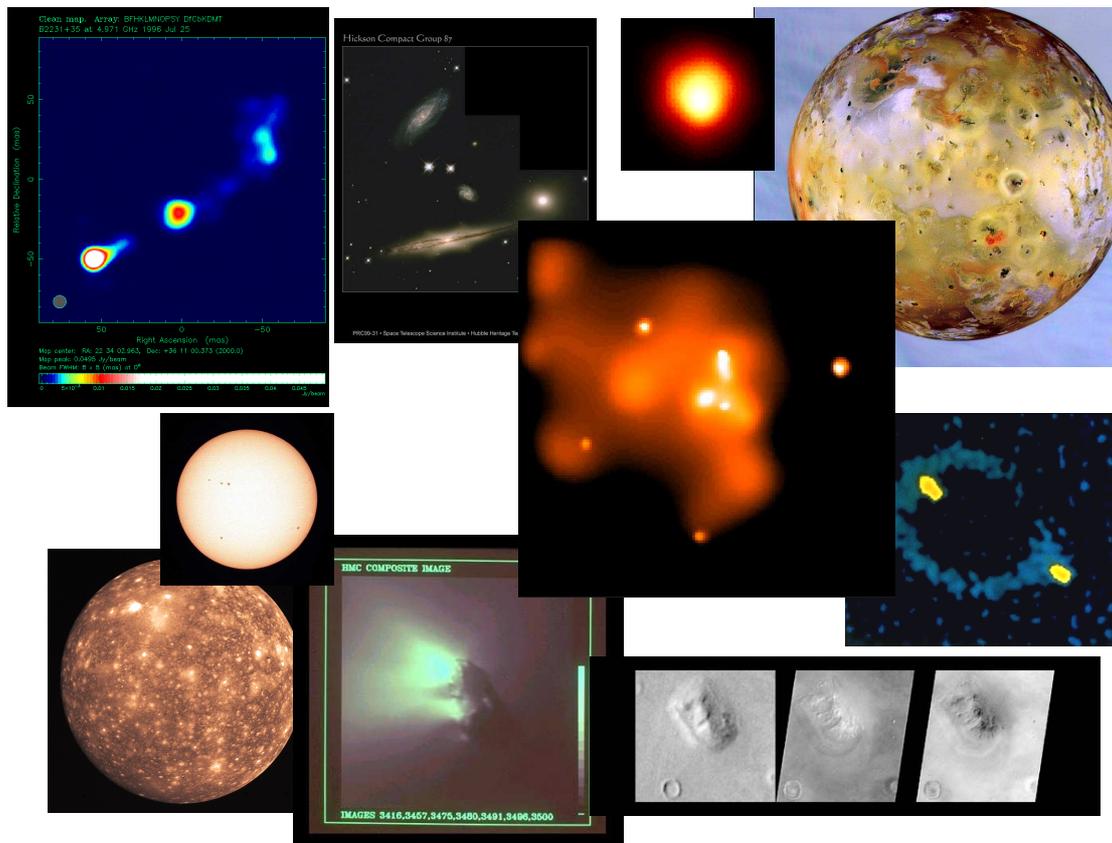
---

<sup>1</sup> A notação científica escreve, por exemplo, 1000000000 = 10<sup>9</sup>, de forma a compactar grandes números. Estes abundam na Astronomia...



“...all observation must be for or against some view if it is to be of any service!”

*Charles Darwin*



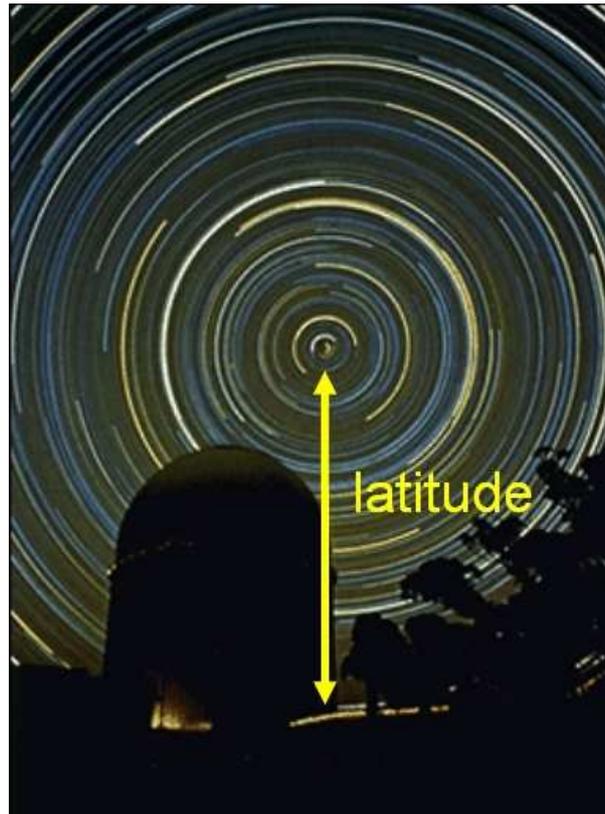
*Isto (já) não é Astronomia (nem Ciência): uma amálgama de observações “ao calha”, olhar para estas e comentar... De facto, hoje em dia as **propostas de observação** nos melhores telescópios do mundo são muito difíceis de aceitar pois têm de conter boas indicações para a efetivação de ciência de topo mundial, que implica uma extensiva exploração e discussão de todos os resultados obtidos (imagens e não só).*

**O que é a Astronomia?**

É a mais antiga das Ciências (derivou da antiquíssima Astrologia).

É uma Ciência multidisciplinar por excelência, com uma pequena percentagem de “linguagem própria”. De facto, embora consista, em 90%, em Astrofísica, tem ainda (disciplina com que se relaciona à direita):

Astronomia do Sistema Solar e Planetária	Astrogeologia Astrobiologia
Astronomia Estelar e Galáctica	Astroquímica
Astronomia Instrumental	Engenharia
Astronomia de Posição	Referenciais/Geodesia
Astroarqueologia	História



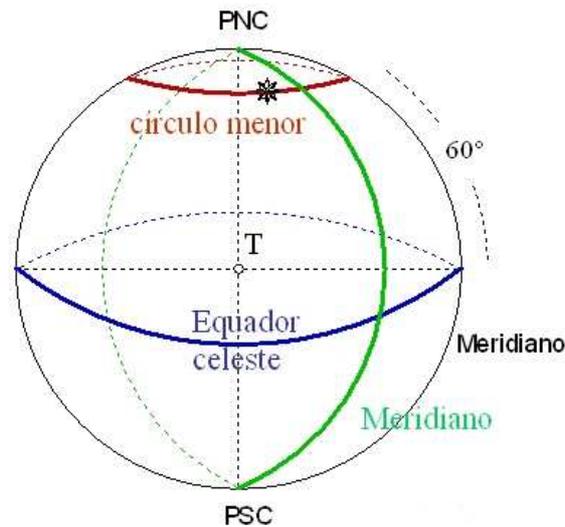
**Figura 1.1** – O movimento aparente das estrelas no Hemisfério Norte da Terra faz-se em torno do Pólo Norte Celeste (PNC), do qual a Estrela Polar se encontra bem próxima. A altura angular daquele em relação ao horizonte dá-nos a latitude do lugar.

## 1 – Introdução

### 1.1 Sistemas de coordenadas e tempo

Devido ao movimento de rotação da Terra, todos os astros do Universo têm movimentos *aparentes* circulares em torno do prolongamento do eixo terrestre (que passa nos pólos). Sabemos que é assim pelo Sol (apesar deste ter nascimento e ocaso) e também pelas estrelas. Longas exposições fotográficas noturnas tornam este movimento bem evidente (Figura 1.1).

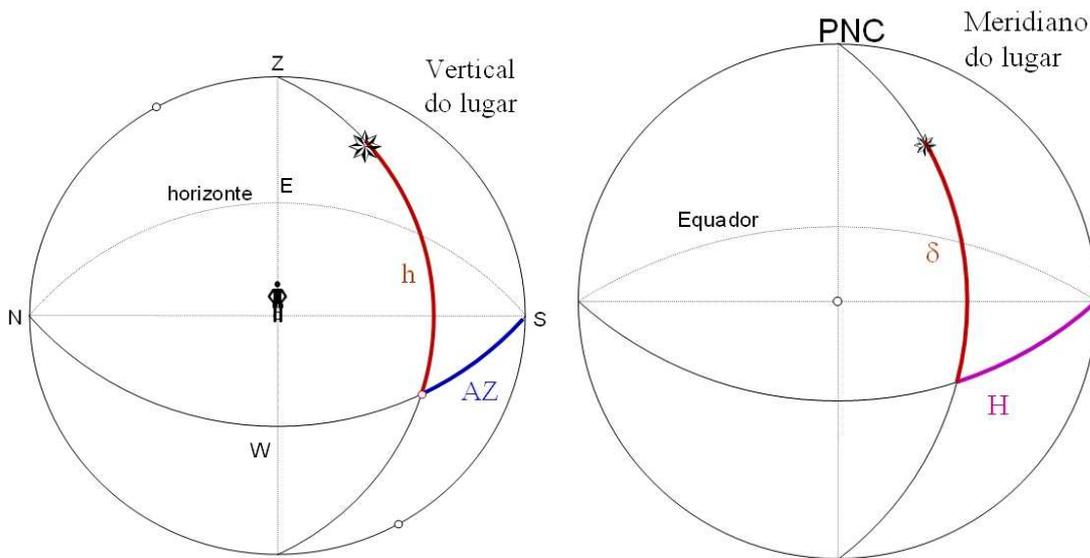
Definimos, então, a *esfera celeste* com raio arbitrário e onde se encontram todos os astros. Na interseção do eixo de rotação da Terra com a esfera celeste temos o pólo sul celeste (PSC) e o pólo norte celeste (PNC); este último está muito próximo da famosa Estrela Polar. O equador celeste é o conjunto de todos os pontos à mesma distância dos PNC e PSC: diz-se uma *circunferência máxima* por ser um diâmetro da esfera. Finalmente, definimos os *meridianos*: a infinidade de semi-circunferências máximas perpendiculares ao equador, logo, começando/acabando no PNC e PSC. Todos os astros se deslocam sobre círculos menores, paralelos ao equador celeste (Figura 1.2).



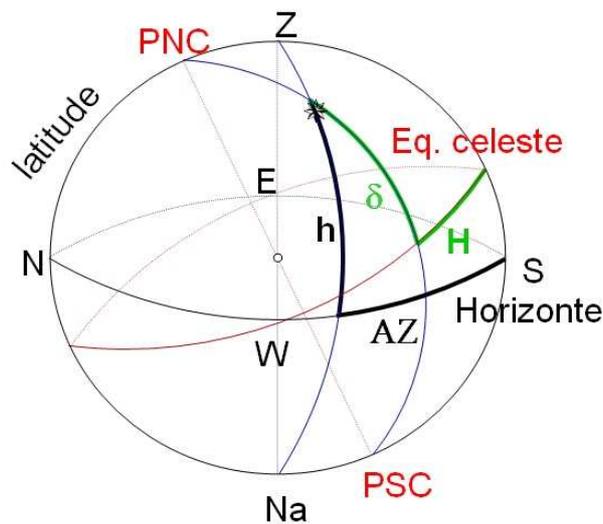
**Figura 1.2** – Na *esfera celeste*, de raio arbitrário, imaginam-se todos os astros. Na interseção do eixo de rotação da Terra com esta temos o PNC e o PSC. O equador celeste é o conjunto de todos os pontos à mesma distância dos PNC e PSC: diz-se uma *circunferência máxima* por ser um diâmetro da esfera. Os *meridianos* são a infinidade de semi-circunferências máximas perpendiculares ao equador. Todos os astros se deslocam sobre círculos menores, paralelos ao equador celeste. Todos estes elementos constituem o sistema de coordenadas *equatorial local*.

Este é o sistema de coordenadas *equatorial local*. As suas duas coordenadas, já que o sistema é bidimensional (mas não-euclidiano: é esférico) são o *ângulo horário* (H) e a *declinação* ( $\delta$ ). O primeiro é medido a partir do *meridiano do lugar* (que passa no ponto cardinal sul) e vai de 0h a 24h. A segunda vai de  $-90^\circ$  a  $+90^\circ$ , valendo  $0^\circ$  sobre o equador celeste (Figura 1.3).

Usando o mesmo raciocínio, mas agora concentrando-nos no observador, definimos o sistema de coordenadas *horizontal local*. Este contém o *horizonte* como circunferência máxima principal (que define o sistema) e o *zénite* (ponto mais alto no céu) e o *nadir* como “pólos”. À infinidade de semi-circunferências máximas que são ortogonais ao horizonte chamam-se *verticais*, sendo que o *vertical do lugar* é o vertical que passa no ponto cardinal sul. As duas coordenadas são o *azimute* (AZ) e a *altura* (h). O primeiro é medido a partir do ponto cardinal sul e vai de  $0^\circ$  a  $360^\circ$  (pelo oeste). A segunda vai de  $-90^\circ$  a  $+90^\circ$ , sendo que alturas negativas não são vistas pelo observador (estão abaixo do horizonte), a não ser que o mesmo suba a uma montanha. A definição dos pontos cardiais depende do sistema equatorial local, já que o ponto cardinal sul vai estar sobre o meridiano do lugar e o vertical do lugar (Figura 1.3).



**Figura 1.3** – À esquerda, o sistema horizontal local, definido pelo horizonte (plano principal) com “pólo” o zénite (Z). Apresentam-se, ainda, os quatro pontos cardeais (norte, sul, oeste e este), sobre o horizonte, e a definição das coordenadas azimute (AZ) e altura ( $h$ ) para um qualquer objeto astronómico. À direita, o sistema equatorial local, com o equador para plano principal, o PNC e a definição das duas coordenadas ângulo horário (H) e declinação ( $\delta$ ), o primeiro dependendo da localização do ponto cardeal Sul (ver texto).

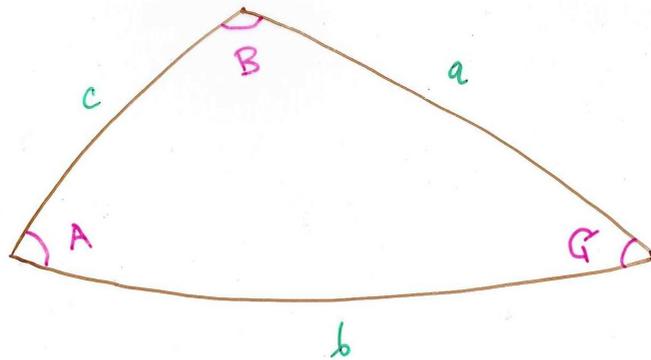


**Figura 1.4** – Os sistemas da Figura 1.3 relacionam-se pela latitude do lugar, já que essa corresponde à altura do PNC ou PSC (conforme a latitude é norte ou sul, respetivamente). Um qualquer astro (assinalado) tem as coordenadas (AZ, $h$ ) e (H, $\delta$ ), conforme o sistema escolhido (passa-se um vertical ou um meridiano pelo astro para obter as primeiras ou as segundas, respetivamente). É possível converter de umas a outras, graças à trigonometria esférica.

Mas os dois sistemas foram, de facto, criados para funcionarem juntos. Desde tempos anteriores aos Descobrimentos portugueses que se sabia que a Estrela Polar era um excelente indicador da latitude do lugar. Isto porque a sua altura é quase exactamente idêntica aquela, pela sua proximidade ao PNC (Figura 1.1). Basta, então, a latitude do lugar para definirmos o ângulo entre os dois sistemas (Figura 1.4).

Tabela 1.1 – As diferenças entre o “plano 2D” e a “esfera 2D”.

característica	plano 2D	esfera 2D
dois pontos quaisquer definem uma e uma só	reta	circunferência máxima
distância mais curta entre dois pontos	comprimento do segmento de reta que os une	comprimento do arco de circunferência máxima que os une
quatro percursos consecutivos formando um ângulo reto à direita entre cada par	terminam no mesmo ponto	não terminam no mesmo ponto
soma dos ângulos internos de um triângulo	180°	180° < ângulo ≤ 540° (podemos ter três ângulos internos retos)



**Figura 1.5** – O triângulo esférico tem três lados  $a$ ,  $b$ ,  $c$  que correspondem a arcos de circunferência máxima (centrados no centro da Esfera Celeste, no caso da Astronomia) que definem os ângulos  $A$ ,  $B$  e  $C$ . Usamos a mesma letra para o lado e ângulo oposto, para aplicação da regra dos cossenos esféricos (ver texto).

Ora, podemos passar de um sistema ao outro recorrendo à *trigonometria esférica*. Para tal, é necessário aprender alguns conceitos básicos. A esfera tem, de facto, uma superfície bidimensional onde definimos ambos os pares de coordenadas (Horizontais/Equatoriais locais). Mas as noções deste “espaço 2D” são bem diferentes das do plano 2D (euclídeano). Na Tabela 1.1 sintetizamos as diferenças.

Quanto à trigonometria esférica, embora existam outras fórmulas, por ser suficiente para a resolução de todos os problemas em Astronomia vamos utilizar apenas a *regra dos cossenos esféricos* (Figura 1.5):

$$\cos(c) = \cos(a) \cos(b) + \sin(a) \sin(b) \cos(C)$$

Esta dá-nos três equações independentes (uma para cada lado do triângulo esférico) o que quer dizer que, das seis incógnitas de um triângulo esférico (três lados e três ângulos), três podem ser desconhecidas.

No caso particular da Astronomia, o triângulo definido pelos dois pontos de interseção de dois meridianos/verticais com o Equador/Horizontal e um pólo/zénite (ou nadir), por ter dois dos ângulos internos retos (nos pontos de interseção) e dois dos lados também (pólo→Equador ou zénite/nadir→Horizontal), leva ao seguinte resultado para o terceiro lado/ângulo ( $a/\alpha$ ), por aplicação da regra dos cossenos esféricos:

$$\cos (a) = \cos 90^\circ \cos 90^\circ + \sin 90^\circ \sin 90^\circ \cos (\alpha) = 0 + \cos (\alpha)$$

$$\cos (a) = \cos (\alpha)$$

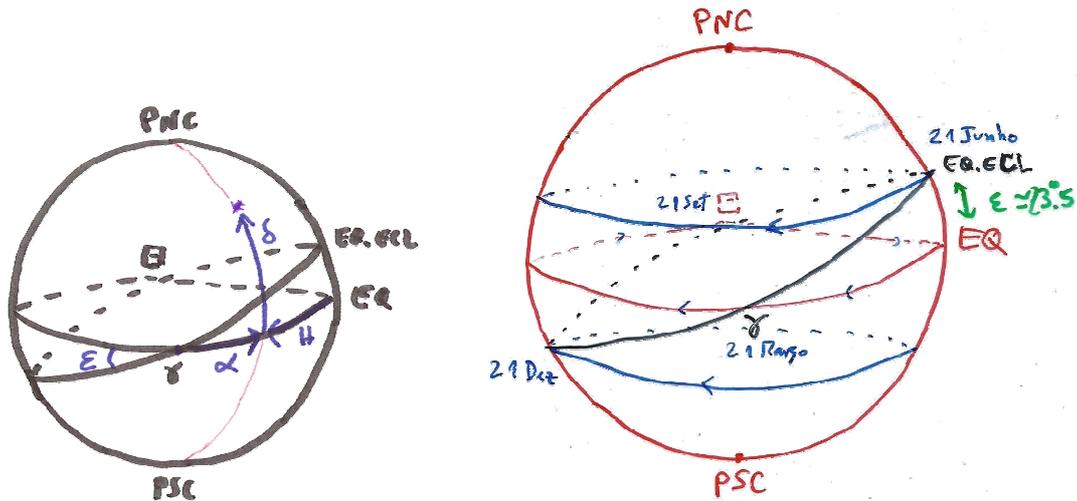
$$a = \alpha$$

uma vez que temos de ter  $a > 0$ , por construção.

E chegou a hora de falarmos num tempo, relacionado com uma das motivações da utilização do sistema equatorial local e do ângulo horário (que é dado em horas): o *tempo que uma estrela está acima do horizonte é exactamente igual ao ângulo horário descrito pela mesma entre os meridianos do seu nascimento ( $h=0^\circ$ ) e do seu ocaso ( $h=0^\circ$ ).*

Chegou também a hora de mencionarmos um problema do sistema equatorial local: é que apenas uma das coordenadas ( $\delta$ ) é sempre fixa. A outra ( $H$ ) muda constantemente em ciclos de 24 horas com o movimento aparente do respetivo astro. A solução foi definir uma outra origem para este sistema (o ponto vernal  $\gamma$ ) que não muda ao longo do tempo. Assim, definimos uma nova coordenada (ascensão reta –  $\alpha$ ) e o novo sistema, chamado *equatorial celeste* é, finalmente “imutável” e fixo em relação ao Universo.

Mas de onde surgiu este misterioso ponto vernal? A resposta é bastante simples. Mas para tal temos de nos concentrar noutra movimento aparente do Sol: aquele que faz ao longo do ano, devido ao movimento de translação da Terra. O movimento anual aparente do Sol descreve a *eclíptica*, que vai servir de círculo máximo principal para um novo sistema de coordenadas (o *eclíptico*). Claro que temos o PNE e PSE. Ainda, que a eclíptica faz um ângulo de  $23.5^\circ$  com o equador celeste, já que é esta a inclinação do eixo de rotação da Terra em relação à sua órbita. O ponto vernal é um dos dois pontos de intersecção da eclíptica com o equador celeste e é aquele onde o Sol se encontra no equinócio de Primavera (Figura 1.6).



**Figura 1.6** – O sistema de coordenadas *eclíptico* tem por plano principal a *eclíptica* que faz um ângulo de  $\epsilon = 23.5^\circ$  com o Equador Celeste. Os dois pontos de interseção deste e da eclíptica são  $\gamma$  (ponto vernal) e  $\Xi$ . Aquele define a origem do sistema de coordenadas equatoriais celestes  $(\alpha, \delta)$ . Apresentam-se estas coordenadas para um astro qualquer, bem como as coordenadas no sistema equatorial local  $(H, \delta)$ . O ângulo horário do ponto vernal é o *tempo sideral local*  $(\alpha + H)$ . À direita, a azul, indica-se o percurso do Sol em 24h nos equinócios (coincide no Equador) e nos solstícios de Verão (o mais alto) e Inverno (o mais baixo).

Uma famosa definição é a de *tempo sideral local* (o ângulo horário do ponto vernal):

$$T.S.L. = \alpha + H$$

Ora, o *dia sideral* é medido entre duas passagens sucessivas do ponto vernal no meridiano do lugar. Do mesmo modo, o *dia solar* é medido entre duas passagens sucessivas do Sol nesse mesmo meridiano. Mas são diferentes! Porquê?

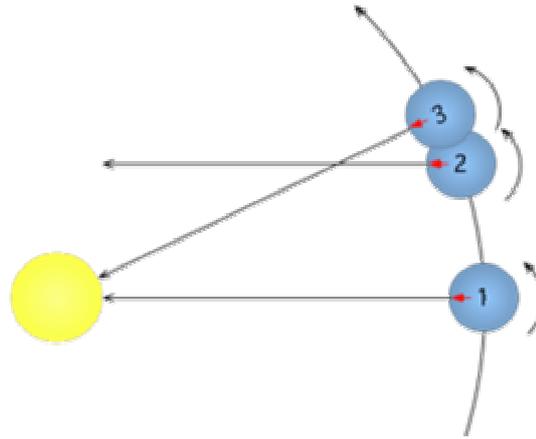
... devido à translação e rotação da Terra! De facto, em relação às estrelas, a Terra completa uma rotação num tempo *inferior* ao medido em relação ao Sol: esse é o dia sideral. O ângulo extra que a Terra tem de fazer para se alinhar com o Sol (Figura 1.7) é dado por:

$$360^\circ / 365 \approx 1^\circ$$

A diferença, em tempo, entre os dois dias é dada por:

$$\begin{array}{rcl} 24 \times 60min & \text{-----} & 360^\circ \\ x & \text{-----} & 1^\circ \end{array}$$

Assim, aproximadamente, a diferença é de quatro minutos. Mais exactamente, de facto, o dia sideral tem de duração 23h56m4.1s.



**Figura 1.7** – Depois da Terra completar uma rotação (sideral), de 1 para 2, um observador sobre aquela não veria o Sol no mesmo local. Para tal acontecer têm de passar mais cerca de quatro minutos (2 para 3), uma vez que a Terra se movimentou na sua órbita, entretanto.

## 1.2 As grandezas em Astronomia

A estranha escala das *grandezas* começou com a classificação, por parte dos gregos, de todas as estrelas visíveis no céu (ou melhor, no Hemisfério Norte) em seis categorias de brilho *aparente*: 1<sup>a</sup>, 2<sup>a</sup>, 3<sup>a</sup>, 4<sup>a</sup>, 5<sup>a</sup> e 6<sup>a</sup>. Como são categorias de ordem, os números mais altos correspondem às estrelas menos brilhantes. Com a observação, a partir do Renascimento (hoje estabelecido como padrão), que entre os extremos da escala a razão de brilho é de cerca de cem vezes, tivemos tudo para tornar esta escala mais científica. Em vez de brilhos, passámos a utilizar  $m$  (grandezas aparentes). Note-se que se  $a$  é a razão de brilhos (idêntica) entre cada duas ordens (e.g. 3<sup>a</sup> e 4<sup>a</sup>), então temos:

$$a \times a \times a \times a \times a = a^5 = 100 = 10^2$$

pois para ir da 1<sup>a</sup> à 6<sup>a</sup> temos de multiplicar  $a$  por cinco vezes. Para resolver a equação resultante em ordem a  $a$ , apenas temos de recorrer à raiz quinta<sup>2</sup> de ambos os lados da equação:

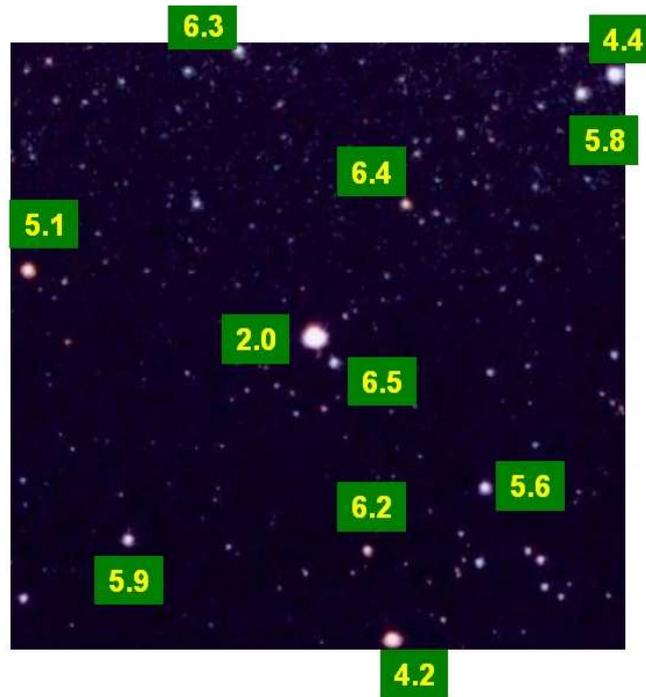
$$a = 10^{2/5}$$

Finalmente, obtemos uma *escala relativa*<sup>3</sup> em grandezas (*magnitudes*) aparentes  $m$  dada pela generalização:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log (b_1/b_2)$$

<sup>2</sup> Que é o mesmo que elevar a 1/5.

<sup>3</sup> Porque não temos um zero na escala. Esse vai ser definido pela estrela Vega.

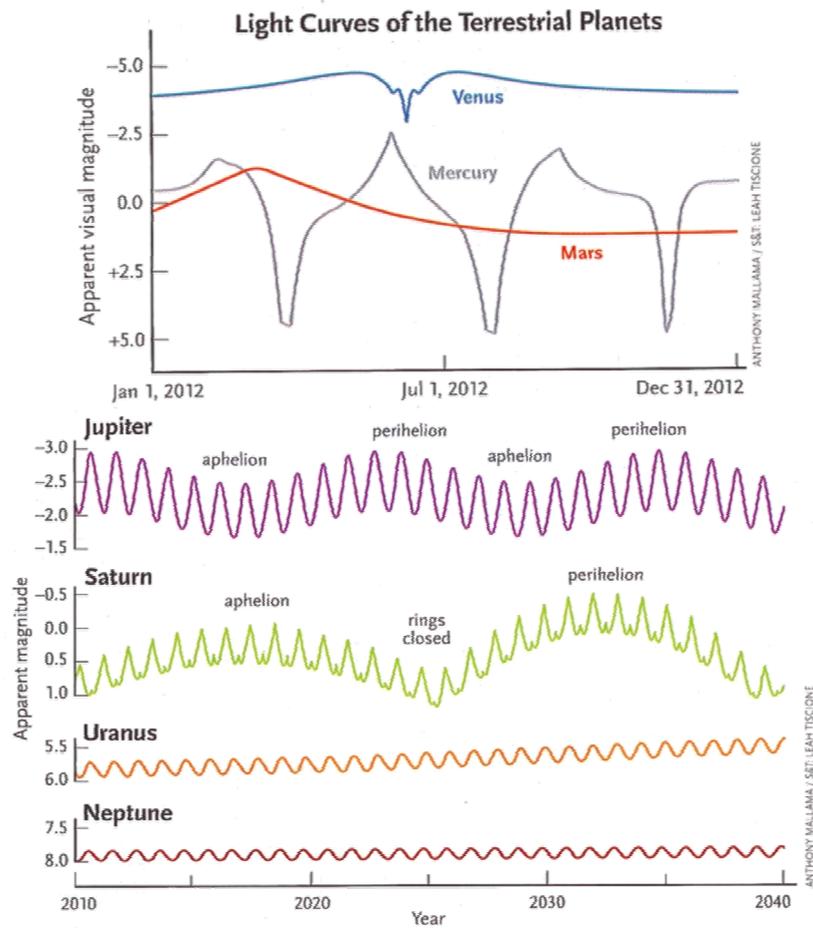


**Figura 1.8** – O campo centrado na estrela Polar ( $6^\circ \times 6^\circ$ ) com a indicação das grandezas aparentes de várias estrelas. Note-se que, embora a mais brilhante no campo, a grandeza da estrela Polar é de “apenas” 2.0 magnitudes.

onde os  $b_i$  são os brilhos correspondentes aos objetos  $i$  com magnitude  $m_i$ . Veja-se que, como tinha de ser, bate certo quando colocamos  $m_1 = 1$  e  $m_2 = 6$  ( $b_1/b_2 = 100$ ), a definição que obtivemos do tempo dos gregos. Na Figura 1.8 apresentamos as magnitudes das 11 estrelas mais brilhantes num campo com  $6^\circ$  de lado centrado na Estrela Polar. Além disso, temos:

$$\begin{aligned}
 m(\text{Vega}) &= 0.000 \\
 m(\text{Sirius}) &= -1.5 \\
 m(\text{Sol}) &= -27 \\
 m(\text{Lua}) &> -13 \\
 m(\text{Vénus}) &> -4 \\
 m_{\text{lim}}(\text{olho}) &= +6.5 \\
 m_{\text{lim}}(\text{HST}) &= +31
 \end{aligned}$$

que merecem alguma descrição. Vega estabelece o zero da escala de magnitudes, mas a estrela mais brilhante do céu noturno é Sirius (na constelação de Orion). Por ser mais brilhante que Vega tem um valor de magnitude negativo. Claro que o Sol, também uma estrela, é muitíssimo mais brilhante que ambas. Por isso tem um valor tão baixo (o mais



**Figura 1.9** – A variação, ao longo do ano, da magnitude aparente dos planetas do Sistema Solar. Os mais próximos variam mais que os mais distantes, claro.

baixo de todos os objetos astronómicos, claro). A Lua Cheia pode chegar às -13 mag mas como a Lua tem fases, a sua magnitude varia. A Vénus e planetas em geral acontece o mesmo (ver também Figura 1.9). Finalmente apresentamos, para comparação, a estrela mais fraca vista pelo olho humano e a vista pelo HST: a diferença é semelhante à que existe entre o Sol e Sirius!

Chegou a hora de focar uma questão óbvia. Para já, falámos em brilhos e magnitudes *aparentes*. Como conhecer as magnitudes e brilhos *absolutos* (a estes chamamos *luminosidade*, que é uma potência)? De facto, sem sabermos a distância aos objetos, nem sequer sabermos, por exemplo, se a estrela de grandeza 6.3 no topo da Figura 1.8 é, de facto, menos brilhante que a Polar (como aparenta) ou, simplesmente, está mais longe que esta (até podendo ser mais brilhante). A distância é, realmente, um parâmetro fundamental para que se faça Astrofísica e, infelizmente, um dos mais difíceis de determinar (ver Secção 6.4). Mas quando o conseguimos fazer, determinamos a *grandeza absoluta M* dos objetos. O “zero” da escala é estabelecido com uma

convenção: à distância padrão de 10 pc (32.6 anos-luz) temos  $m=M$ . Então, a lista acima fica agora:

$$M (\text{Vega}) = + 0.6$$

$$M (\text{Sirius}) = + 1.4$$

$$M (\text{Sol}) = + 4.7$$

$$M (\text{Lua}) > + 32$$

$$M (\text{Vénus}) > + 30$$

E vemos, assim, que Vega e Sirius estão mais perto que 10 pc (uma vez que  $M > m$ ). O Sol também, como sabemos, mas  *muito* mais perto (por isso a diferença  $M-m$  é ainda maior). Quanto à Lua e Vénus... a 10pc a primeira não seria, sequer, detetável com o HST enquanto o segundo o seria, mas muito dificilmente.

Ora, há uma relação exatamente idêntica entre a luminosidade ( $L$ ) e  $M$  à que existe entre  $b$  e  $m$ :

$$M_1 - M_2 = - 2.5 \log (L_1/L_2)$$

De facto, o brilho  $b$  é definido como a energia que nos chega de uma estrela por unidade de tempo (potência) e unidade de área. Assim, assumindo uma propagação 3D-simétrica de energia a partir de uma estrela, que tem uma forma esférica aproximada, teremos de dividir a potência  $L$  pela área da superfície esférica com centro na estrela e de raio a distância  $d$  entre esta e nós. Vem:

$$b = L / 4\pi d^2$$

A diferença  $M-m$  (a que se chama *módulo de distância*) não nos dá só uma ideia qualitativa da distância. De facto, conhecendo  $M$  e  $m$  para o mesmo objeto, determinamos a distância por:

$$M - m = 5 - 5 \log d(\text{pc})$$

uma vez que  $M$  é  $m_2$  quando o objeto está a 10 pc e podemos escrever

$$m_2 - m = - 2.5 \log (b_2/b)$$

com (escolhemos a unidade que nos convém)

$$b = L / 4\pi d(pc)^2$$

e

$$b_2 = L / 4\pi (10)^2$$

pois  $L$ , claro, é a mesma. Substituindo:

$$\begin{aligned} m_2 - m &= -2.5 \log (b_2/b) = -2.5 \log \{ [L / 4\pi (10)^2] / [L / 4\pi d(pc)^2] \} = \\ &= -2.5 \log [d(pc)^2 / (10)^2] = -5 \log [d(pc)] + 5 . \end{aligned}$$

### 1.3 O Espetro Eletromagnético

A luz visível é apenas uma pequena porção do espectro eletromagnético (Figura 1.10). O estudo de qualquer objecto astronómico não fica completo sem se conhecer informação sobre o mesmo em outras partes do espectro. (In)felizmente<sup>4</sup>, contudo, a atmosfera da Terra bloqueia a maioria da radiação. Só o ótico e o rádio chegam com facilidade, havendo também algumas “janelas” no IV e micro-ondas (Figura 1.11). Daí só há relativamente poucos anos termos conquistado todo o espectro para a Astronomia (Figura 1.12).

Por definição, para um telescópio de diâmetro  $D$  a observar no comprimento de onda  $\lambda$ :

$$\text{Resolução} \propto D / \lambda \quad \alpha_{sep} = 1.22 \lambda / D \quad [rad]$$

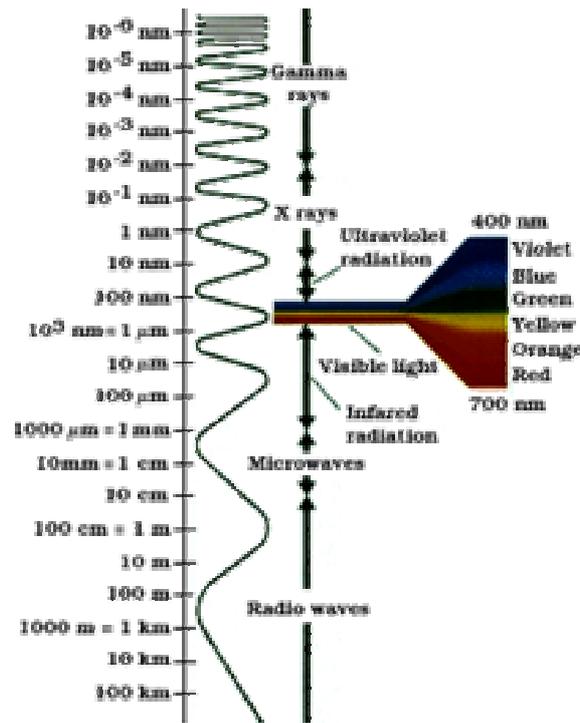
onde o ângulo  $\alpha_{sep}$  corresponde à mínima separação que o telescópio *resolve*, sendo dado em *rad*, radianos ( $\pi \approx 3.1415$  radianos correspondem a um ângulo de  $180^\circ$ ). Ainda, temos que:

$$\text{Sensibilidade} \propto D^2$$

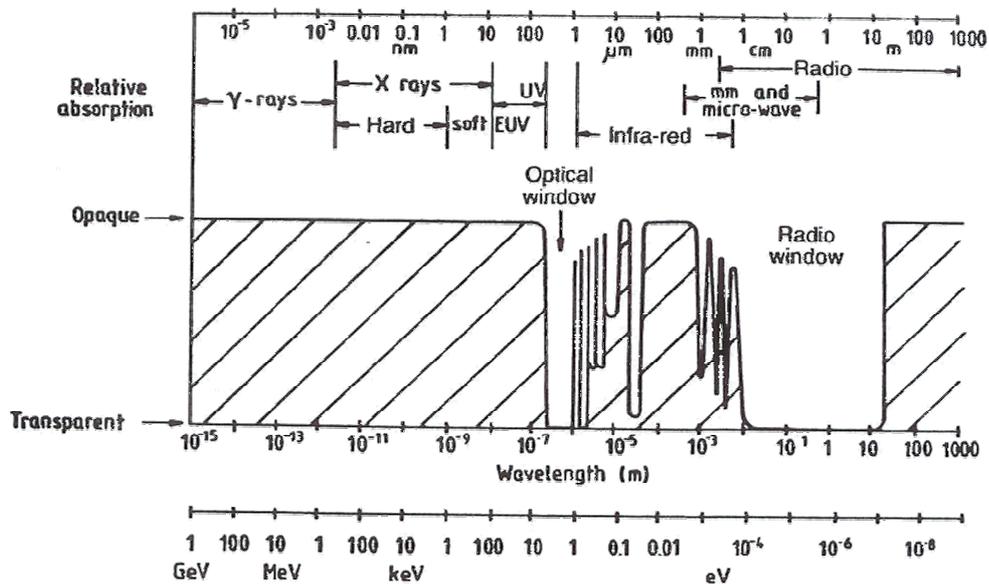
A atmosfera faz bem pior à Astronomia do que simplesmente bloquear bandas: gera efeitos perturbadores das observações. No caso do ótico, tais efeitos produzem o disco de “seeing”, efetivamente limitando a resolução das observações a 0.5-2”, independentemente do diâmetro do telescópio utilizado (Figura 1.13). Por exemplo, para o caso do Keck I ( $D=10m$ ), observando no visível ( $\lambda = 0.55\mu m$ ), vem para a mínima separação detectável ( $\alpha_{sep}$ ):

---

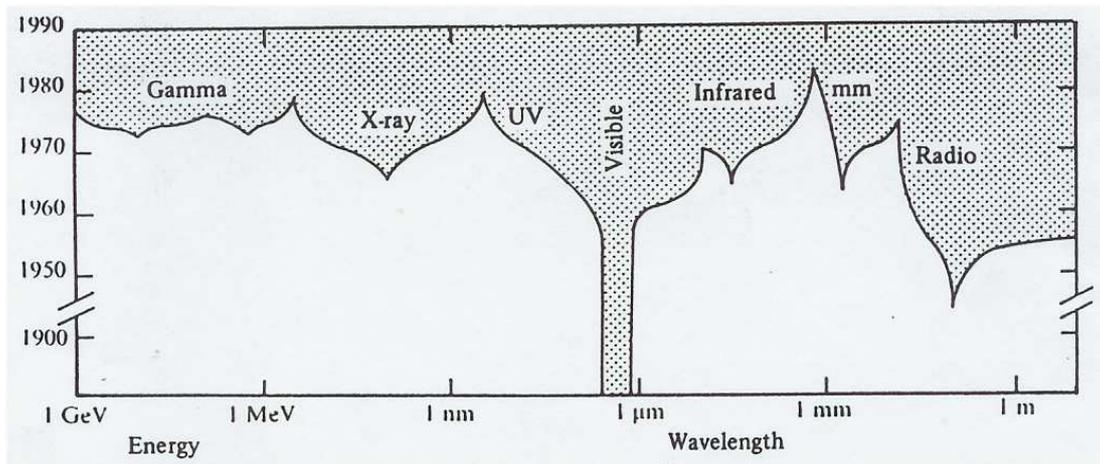
<sup>4</sup> Felizmente, senão não existiríamos, embora infeliz do ponto de vista da Astronomia.



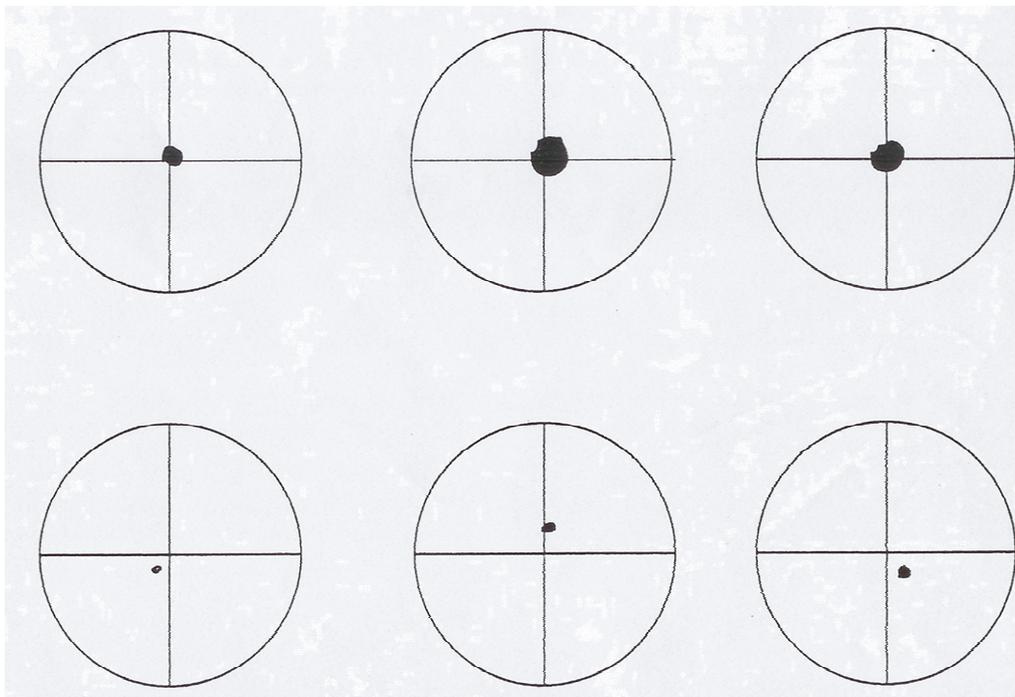
**Figura 1.10** – O espectro eletromagnético completo. A luz visível é apenas uma pequena porção. Mais energéticos (menor comprimento de onda) temos o UV, raios X e raios γ. Do lado menos energético, o IV, as microondas e o rádio.



**Figura 1.11** – O espectro eletromagnético e a transparência atmosférica da Terra ao mesmo. Só o ótico e o rádio atravessam toda esta com facilidade até à superfície. No IV e microondas há algumas “janelas”, especialmente visíveis em montanhas altas. Quanto às restantes bandas... só do espaço! Em baixo apresentam-se as energias em electrão-Volt. Ver também a Figura 1.10.



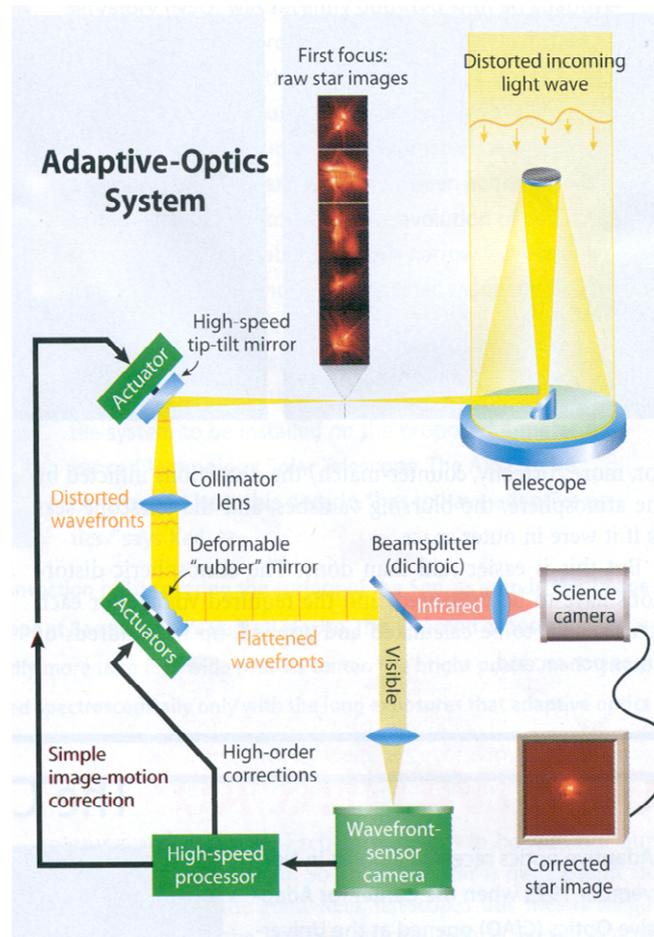
**Figura 1.12** – A sucessiva conquista do espectro eletromagnético teve a ver com a transparência atmosférica da Terra ao mesmo mas, também, com o desenvolvimento tecnológico. Após o (desde sempre) visível, o rádio foi a primeira banda (nos anos 30 do séc.XX), seguindo-se, mais recentemente, as restantes, devido à utilização de satélites.



**Figura 1.13** – Os típicos efeitos do “seeing” num telescópio pequeno (em baixo) e num grande. Note-se que não só a forma da estrela observada é constantemente alterada pelo *seeing* como também a sua posição. Quando o telescópio é grande a distorção mantém-se mas a alteração da posição não é tão notória.

$$1.22 \lambda / D \sim 6.7 \times 10^{-8} \text{ rad} \sim 0.013''$$

Para telescópios destes era particularmente preocupante o que se perdia (em resolução) devido ao “seeing” (no exemplo, até 100 vezes pior!). Por isso se inventou a técnica da *ótica adaptativa*. Esta compensa, em tempo real, os efeitos do “seeing” e o telescópio recupera, quase totalmente, as suas espetaculares capacidades (Figuras 1.14 e 1.15).



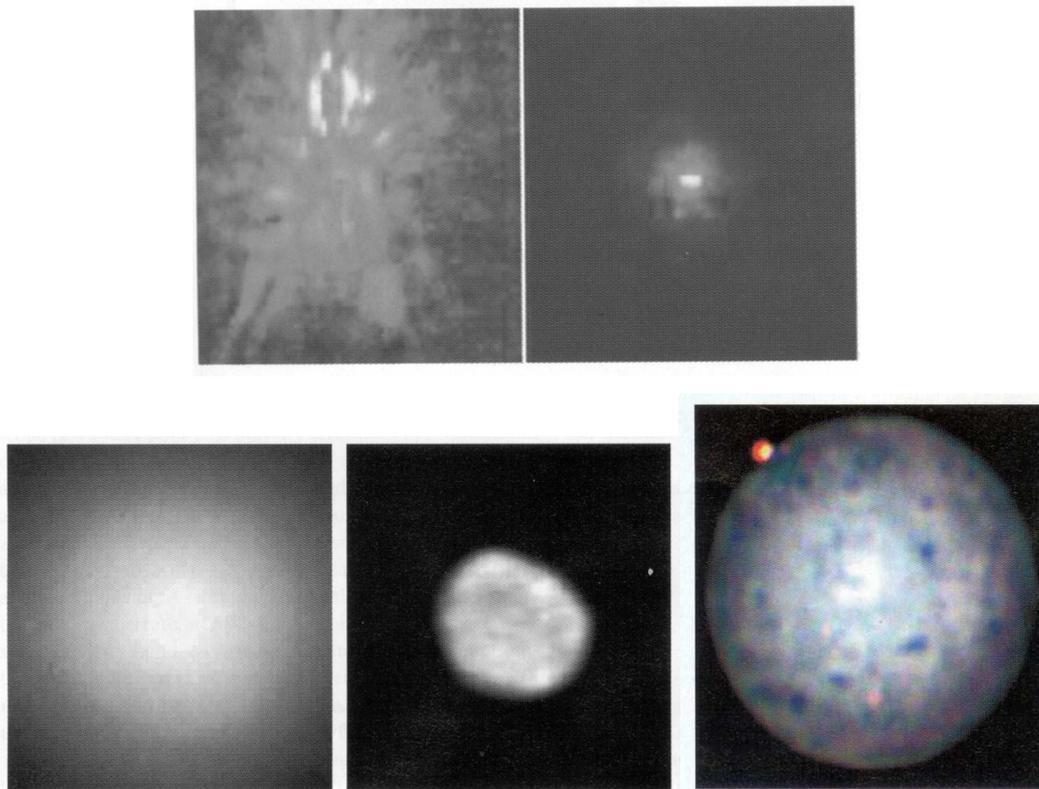
**Figura 1.14** – O sistema de implementação da ótica adaptativa em telescópios: o “seeing” é medido em tempo real e imediatamente compensado graças a um espelho deformável (reação de mili-segundos).

## 1.4 Telescópios e Detetores

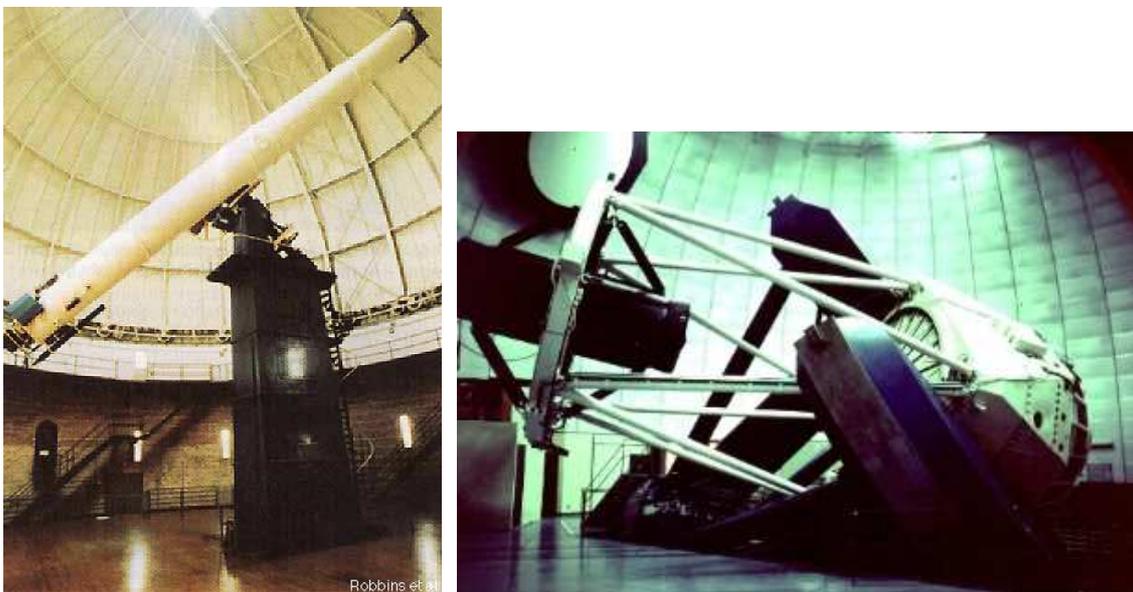
### 1.4.1 – Telescópios

Longe vai o tempo em que o astrónomo “clássico” usava o velhinho modelo de telescópio refrator (no caso mais simples com apenas duas lentes). Hoje em dia o telescópio refletor é o utilizado quase 100% das vezes (Figuras 1.16, 1.17 e 1.18). Principais vantagens: o pouco peso relativo e a inexistência de aberrações. Para serem inaugurados em 2018 estão verdadeiros monstros em preparação. O europeu Extremely Large Telescope (E-ELT), com 42m de diâmetro, e um de dois americanos: ou o Giant Magellan Telescope (24m), ou o Thirty-Meter Telescope (30m).

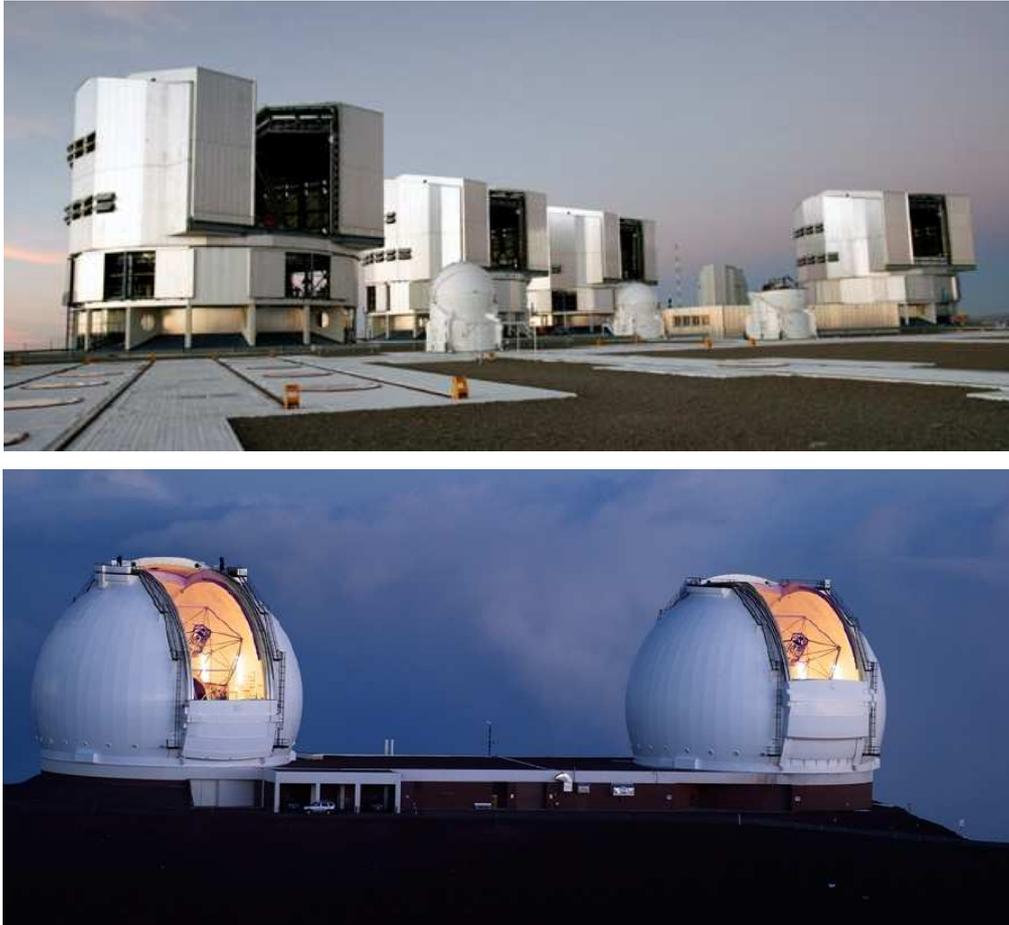
Entretanto, desde há décadas que a Rádio Astronomia entrou em ação, com os seus Rádio Telescópios, muitos bem diferentes de um telescópio ótico (Figuras 1.19 a 1.22).



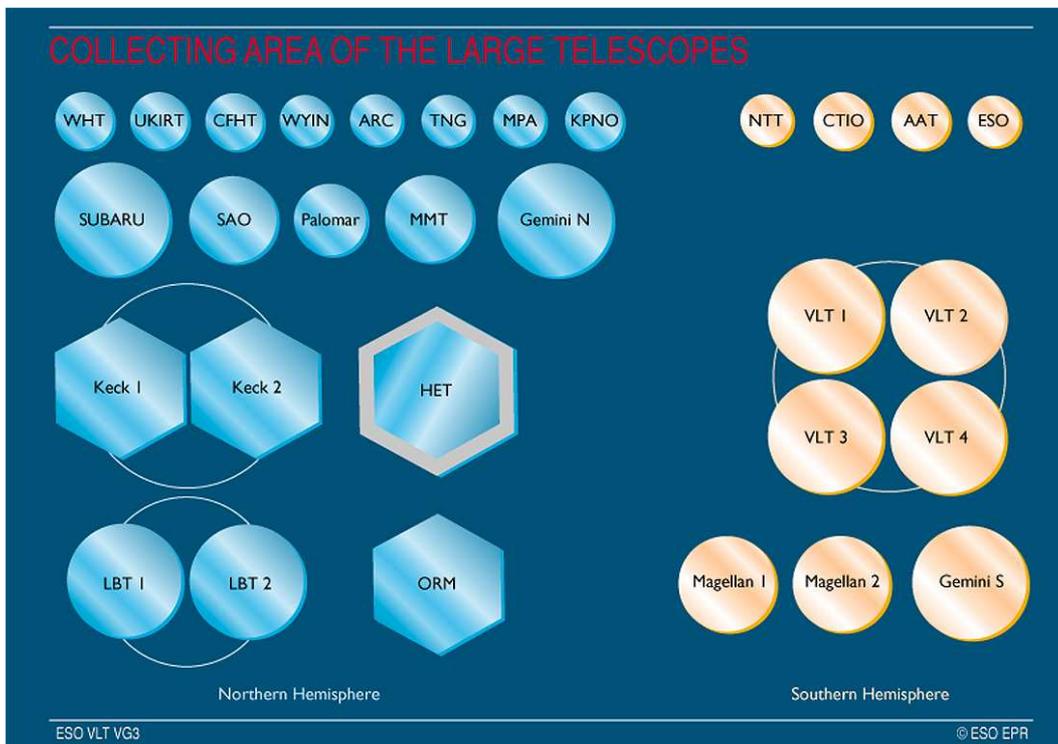
**Figura 1.15** – Comparação de imagens obtidas com o sistema de ótica adaptativa ligado (figura da direita em cima e do centro em baixo) e com o mesmo desligado. Em cima temos uma estrela, em baixo à esquerda e ao centro o asteróide Vesta. Em baixo à direita apresenta-se uma imagem de um vulcão em Io, satélite de Júpiter, impossível de discernir da superfície da Terra sem um sistema de ótica adaptativa.



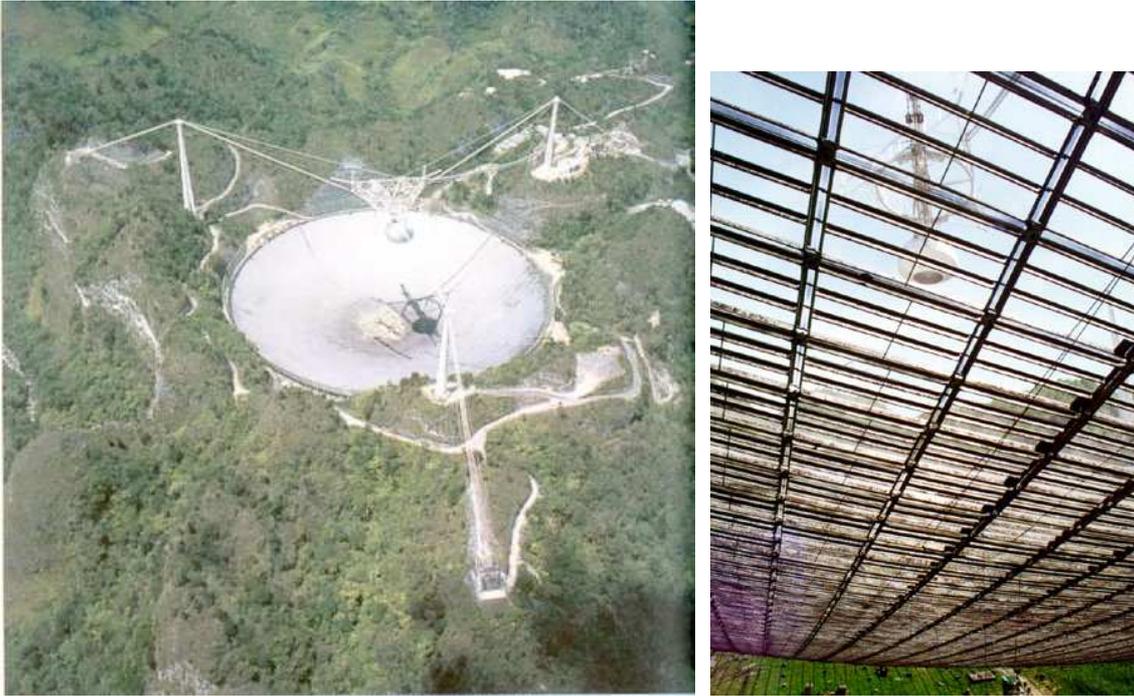
**Figura 1.16** – À esquerda, o telescópio de Yerkes, o maior refrator do mundo (1m de diâmetro). À direita, um típico telescópio refletor profissional (Cerro Tololo 4m).



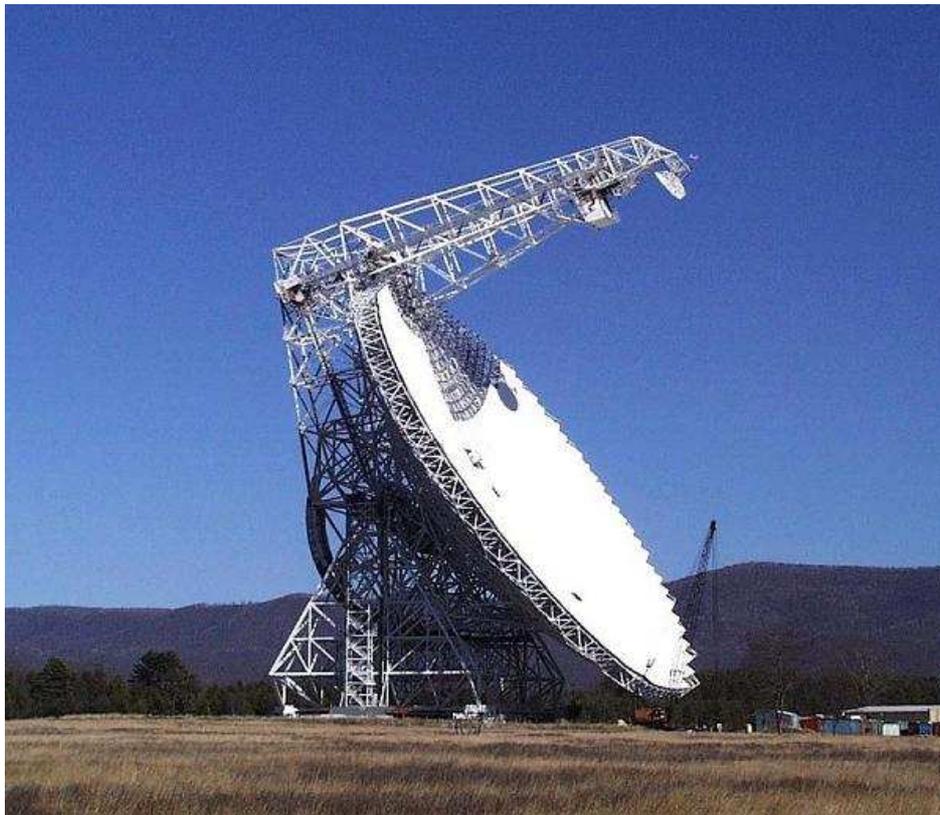
**Figura 1.17** – Dois concorrentes de peso: em cima, o europeu VLT (no Chile), considerado o melhor (conjunto) telescópio do mundo: quatro telescópios refletores de 8m de diâmetro + vários de 2m. Em baixo, o americano Keck (no Hawaii), com dois telescópios refletores de 10m de diâmetro.



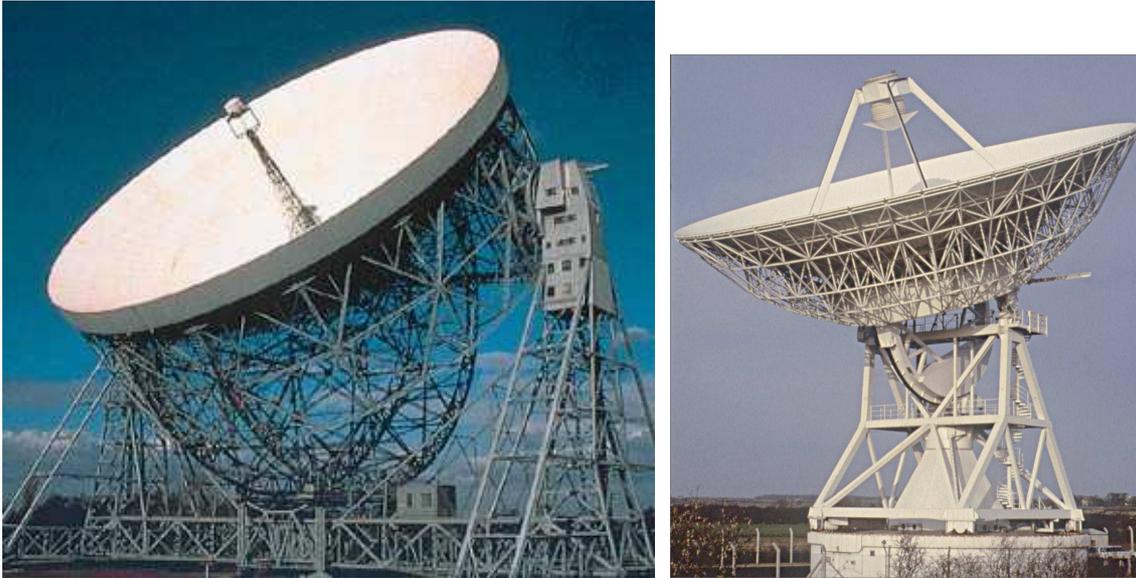
**Figura 1.18** – O diâmetro dos espelhos dos maiores telescópios refletores do mundo. Da antiga “classe dos 4m” (fila de cima) já estamos na “classe dos 8-10m”. E, em breve, chegaremos à dos 30-40m...



**Figura 1.19** – O maior rádio telescópio do mundo (300m), em Arecibo (Puerto Rico, EUA). À direita um pormenor do disco parabólico, de facto “furado”! Mas não há problema, para os comprimentos de onda em que se utiliza o mesmo ( $\lambda > 3\text{cm}$ ).



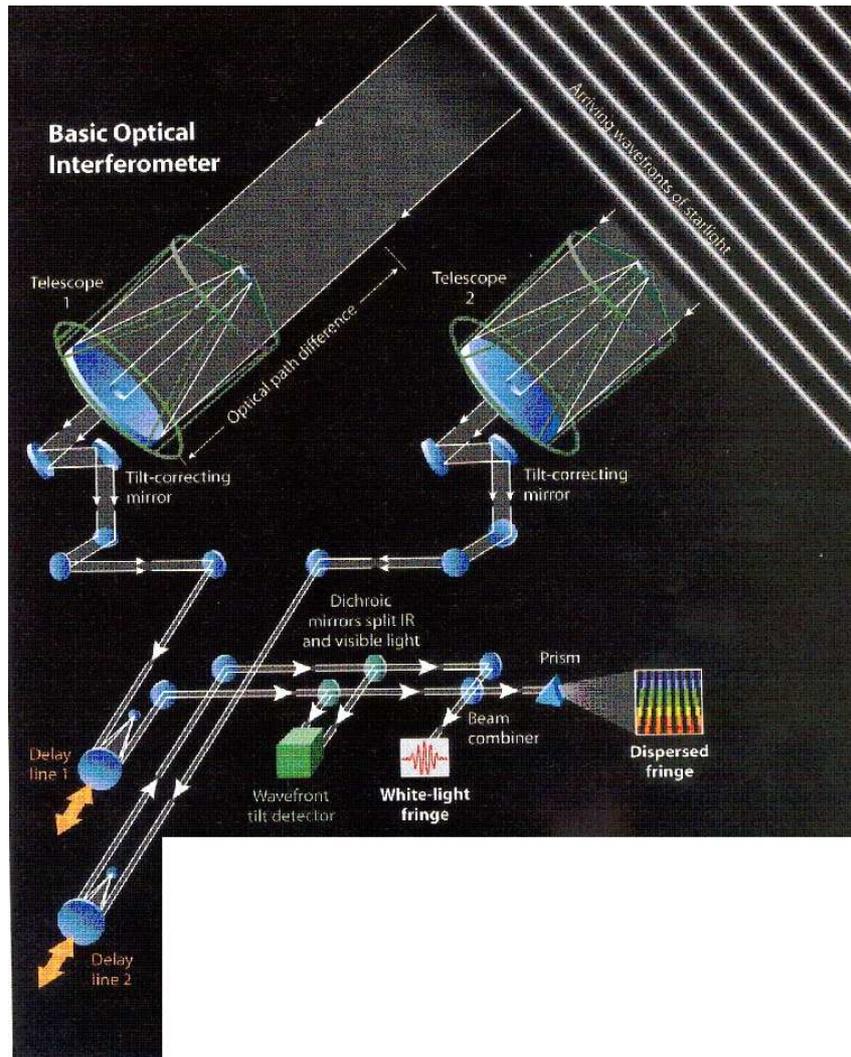
**Figura 1.20** – O maior rádio telescópio amovível do mundo ( $110 \times 100\text{m}^2$ ) – Green Bank (Virgínia, EUA)



**Figura 1.21** – À esquerda, um clássico da rádio astronomia (76m, Jodrell Bank, Inglaterra) e, à direita, o rádio telescópio de 32m de Cambridge (Inglaterra).



**Figura 1.22** – Em cima: rede de dipolos BSA (Puschino, Rússia), com  $70000\text{m}^2$  de área efetiva. Em baixo, uma rede de dipolos em forma parabólica (MOST, Austrália);  $18000\text{m}^2$ .

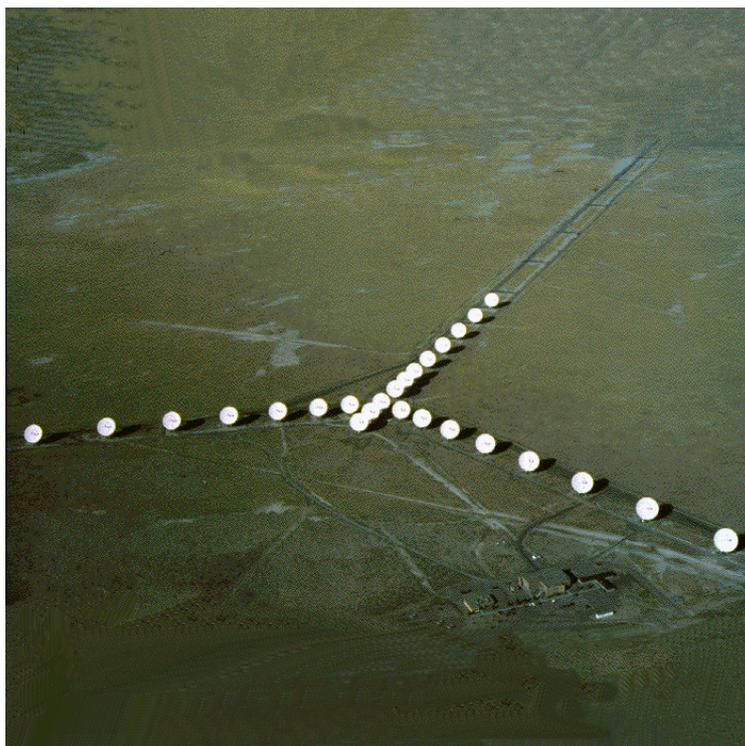


**Figura 1.23** – O funcionamento de um interferômetro (neste caso óptico).

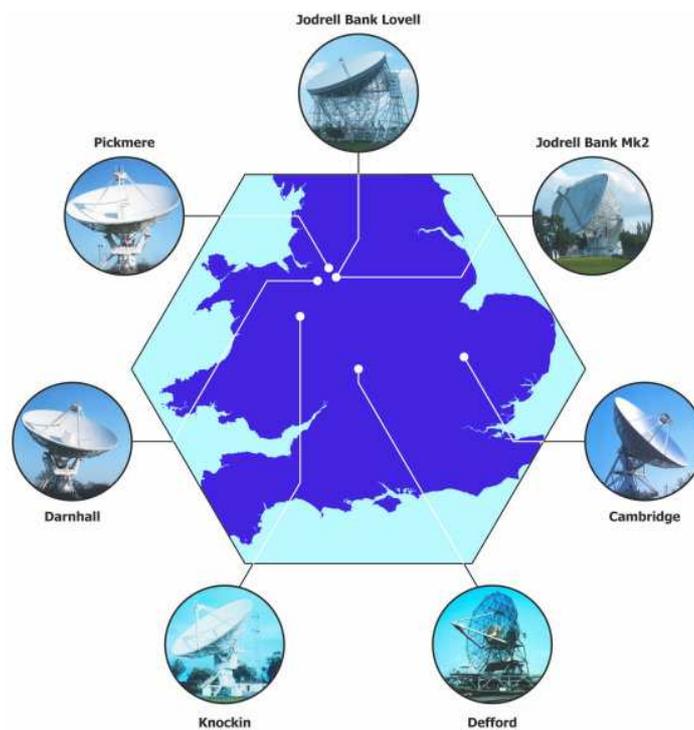
Mas a principal revolução que a Rádio Astronomia trouxe, só em 2001 concretizada no ótico<sup>5</sup> (VLT e Keck), foi a técnica da interferometria. A ideia é colocar vários rádio telescópios a observar o mesmo objeto (ao mesmo tempo) e combinar o sinal (Figura 1.23). Na prática, obtém-se o equivalente a um rádio telescópio com o diâmetro da *distância máxima* entre antenas (em termos de resolução, que não em termos de sensibilidade – esta será a soma das áreas efetivas dos telescópios intervenientes) – Figuras 1.24 a 1.26.

Bem mais recente (com cerca de 40 anos) foi o início sério da exploração do resto do espectro eletromagnético: o Universo de raios X, de raios  $\gamma$ , IV, UV, microondas. O recurso aos satélites foi (e é) essencial (Figuras 1.27 a 1.31).

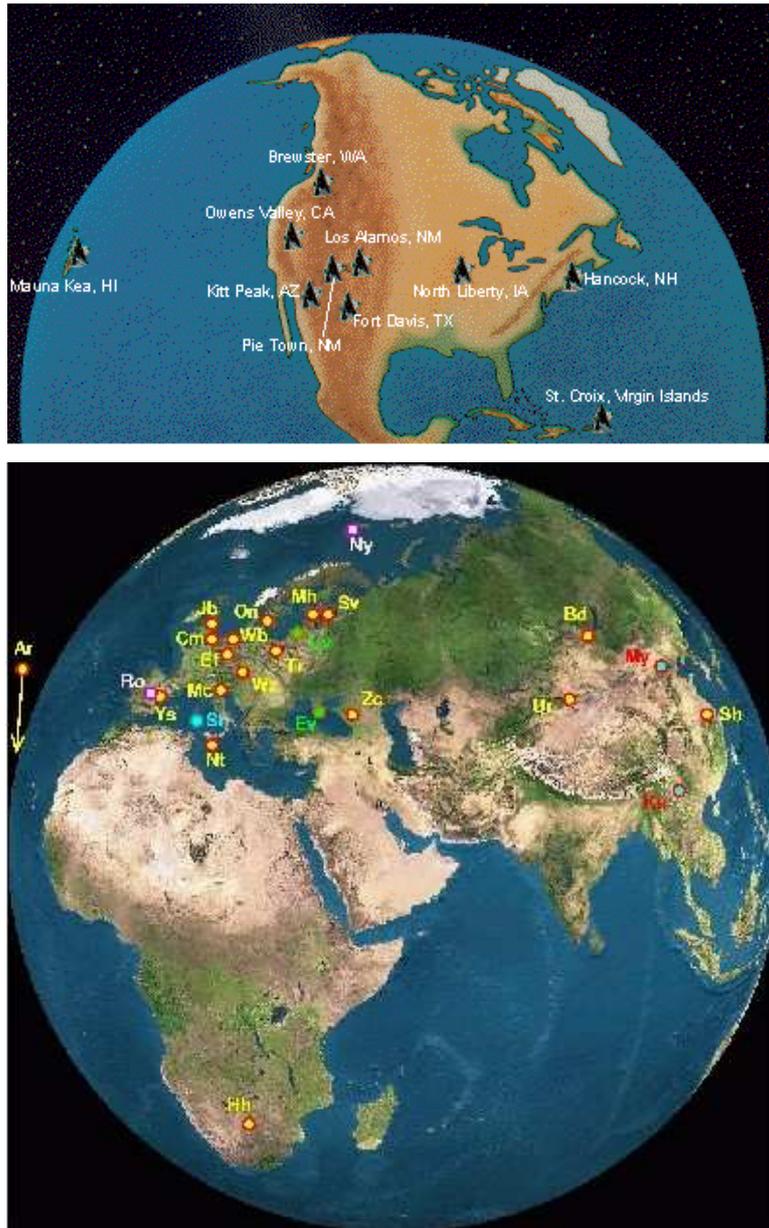
<sup>5</sup> Mesmo assim, só este ano se conseguiu combinar com sucesso o sinal dos quatro grandes telescópios do VLT.



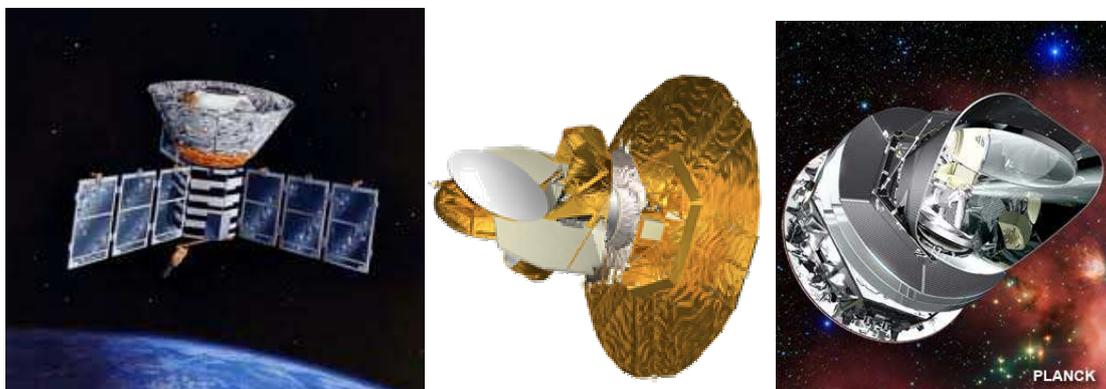
**Figura 1.24** – O VLA, o interferómetro mais sensível (e famoso) do mundo. Tem flexibilidade o suficiente para ter quatro comprimentos máximos: 1, 3.6, 10 e 36 km.



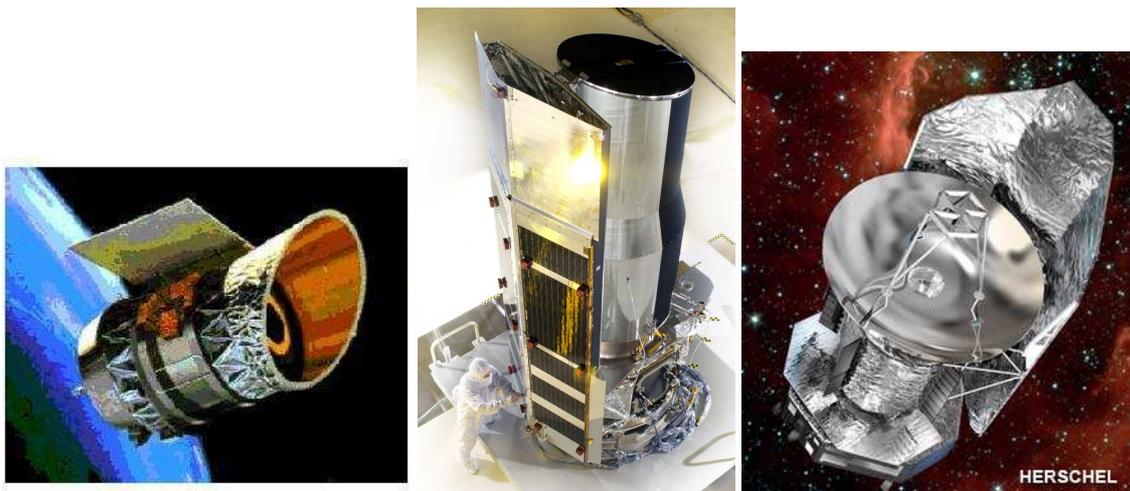
**Figura 1.25** – O interferómetro MERLIN (Inglaterra) tem um comprimento máximo de 230 km.



**Figura 1.26** – O interferómetro VLBI é uma rede mundial que junta o EVN (europeu, em baixo) e o VLBA (americano, em cima) para obter uma resolução (diâmetro da Terra) e sensibilidade (muitas antenas) máximas.



**Figura 1.27** – Relevantes satélites para o estudo das microondas (especialmente o ruído cósmico de fundo – ver Capítulo 7): da esquerda para a direita, por ordem cronológica de lançamento, o COBE, o WMAP e o Planck.



**Figura 1.28** – Relevantes satélites para o estudo do IV: da esquerda para a direita, por ordem cronológica de lançamento, o IRAS, o Spitzer e o Herschel.



**Figura 1.29** – Relevantes satélites para o estudo do UV: da esquerda para a direita, por ordem cronológica de lançamento, o IUE, o FUSE e o Galex.

#### 1.4.2 – Detetores

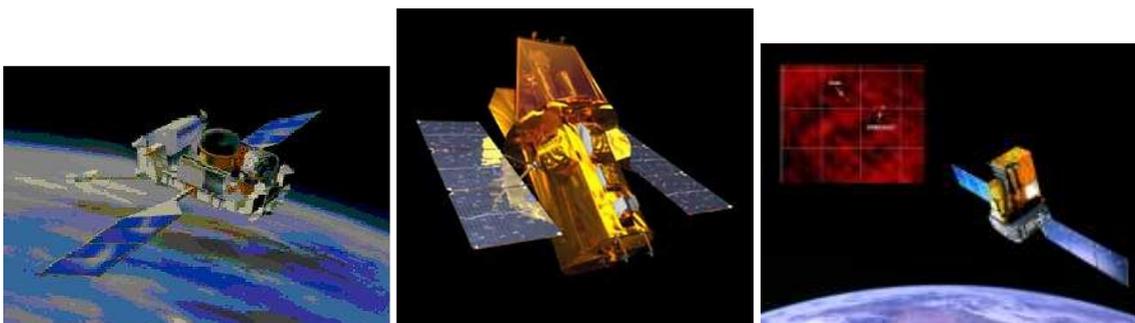
No ótico, já há duas décadas que a *CCD* (Charge-coupled device<sup>6</sup>) veio substituir a fotografia. De facto, uma CCD é 500 vezes mais sensível que a película fotográfica. Consiste numa matriz de milhões de pixels: cada um é uma célula fotoelétrica que transforma os fotões de luz incidentes em eletrões num circuito elétrico. No chip, a informação vai de pixel a pixel até ser lida por um circuito especial (Figura 1.32).

Para as altas energias, de forma semelhante ao ótico, ainda falamos em fotões (e não em radiação), pelo que o princípio do sistema de deteção é o mesmo (Figura 1.33).

<sup>6</sup> A sua invenção deu direito ao Prémio Nobel da Física em 2009.

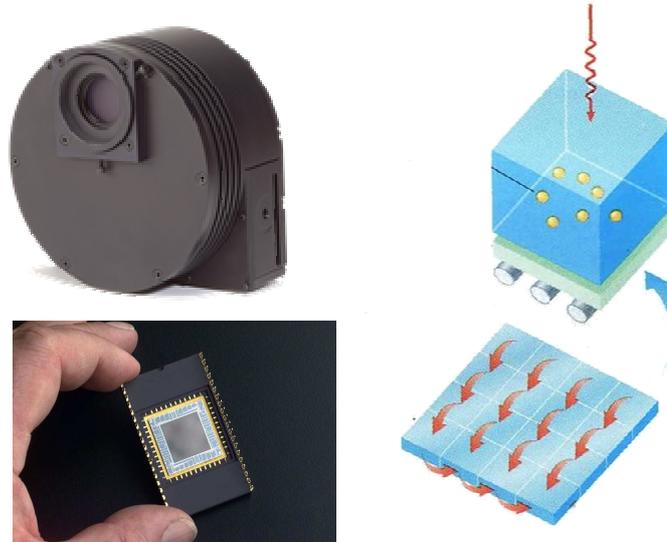


**Figura 1.30** – Relevantes satélites para o estudo dos raios X: da esquerda para a direita e de cima para baixo, por ordem cronológica de lançamento, o ROSAT, o ASCA, o BeppoSax; o XMM-Newton e o Chandra.



**Figura 1.31** – Relevantes satélites para o estudo dos raios  $\gamma$ : da esquerda para a direita, por ordem cronológica de lançamento, o CGRO, o Swift e o Integral.

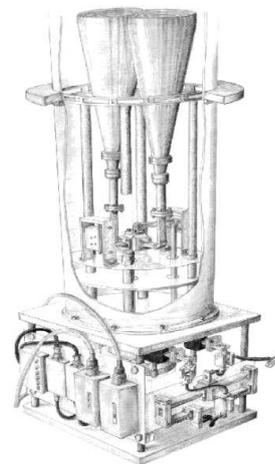
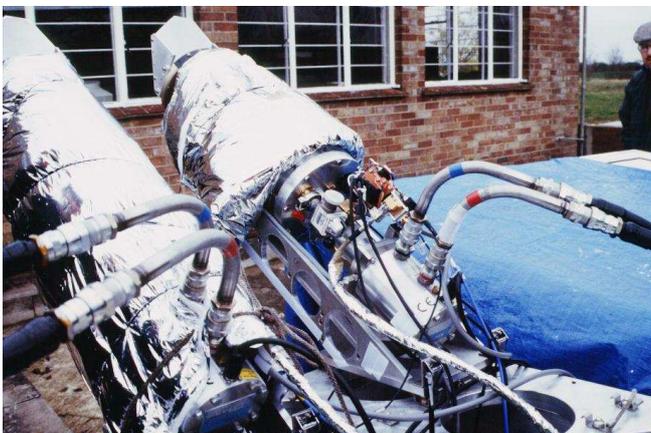
No rádio, no entanto, já não se fala de fótons mas sim de radiação. Por isso, o tipo de detetor é bem diferente. Agora temos “receivers”, que têm como parte coletora (no foco do rádio telescópio) dois cones que transformam a radiação incidente em corrente elétrica, depois lida e convertida em imagem, conforme a zona do campo do rádio telescópio de onde vem mais ou menos intensidade de radiação (Figura 1.34).



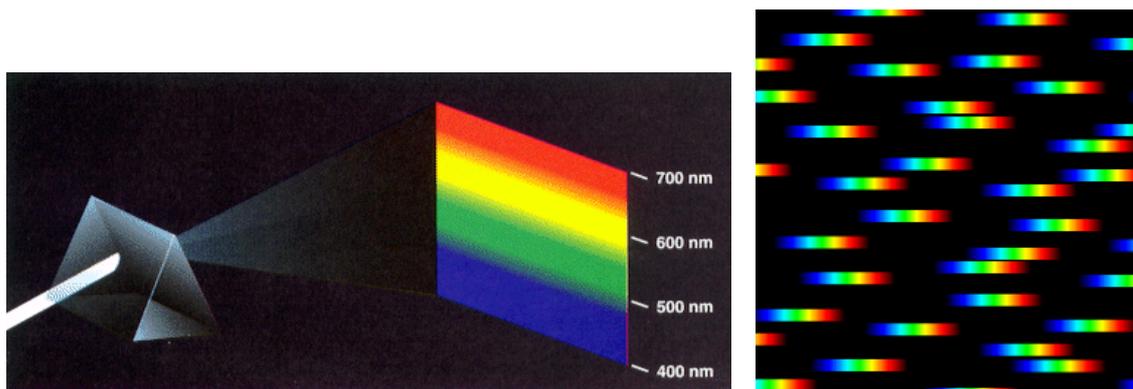
**Figura 1.32** – Uma CCD consiste num bloco hermético (acima à esquerda) com uma entrada para o telescópio. A luz incide num chip no interior (abaixo à esquerda), composto por milhões de pixeis (direita). Cada um destes deteta fotões incidentes pelo desalojar de eletrões que geram uma corrente elétrica. O chip é lido em linhas de pixeis (como se indica no esquema) para produzir uma imagem.



**Figura 1.33** – Um calorímetro deteta fotões incidentes devido a pequeníssimas diferenças de temperatura que são medidas. A direção de cada fotão é ajuizada devido a um conjunto de detetores auxiliares (em torno do calorímetro, que está no centro) e da própria construção do calorímetro em placas sobrepostas e em mosaico (no caso, de  $3 \times 3$ ).



**Figura 1.34** – Um “receiver” (neste caso para  $\lambda = 1\text{cm}$ ) deteta radiação à custa de cones que ligam a um circuito elétrico (esquema à direita).



**Figura 1.35** – Com um prisma todos os objetos observados aparecem com o seu espectro (de muito baixa resolução;  $R \sim 100$ ). E não é só no visível, embora seja esta banda a ilustrada aqui. À direita, um campo estelar.

### 1.4.3 – Espectroscopia

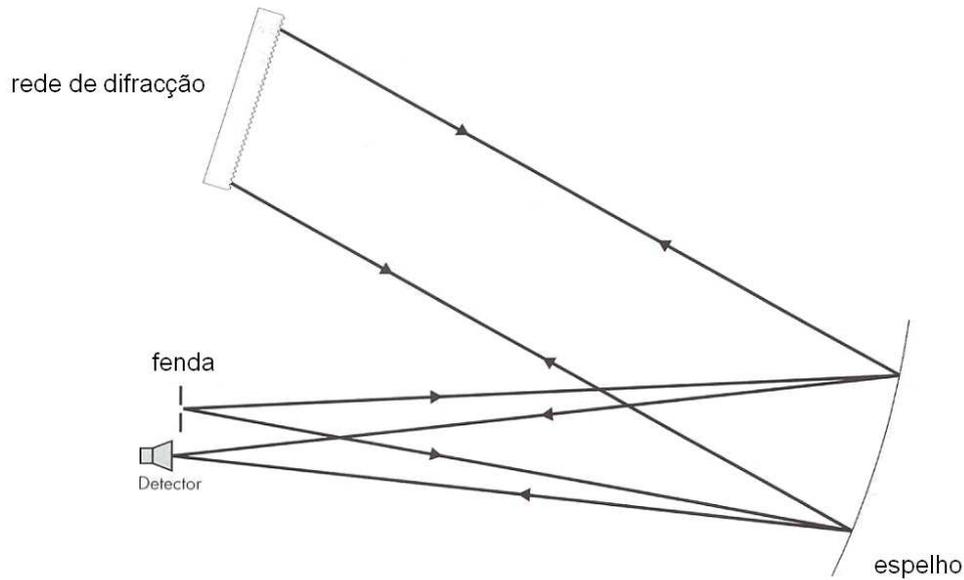
Falámos em várias “bandas” do espectro eletromagnético (e.g. Figura 1.10), rádio, raios X, etc., para as quais existem detetores específicos. A razão de utilizar o nome “banda” é que podemos ainda, dentro de cada uma, dividir o espectro em partes tão pequenas quanto a tecnologia (e o instrumento) o permitir, graças a *espectrómetros*<sup>7</sup>. Essa capacidade é medida pela *resolução espectral* (adimensional) dada por:

$$R = \lambda / \Delta\lambda .$$

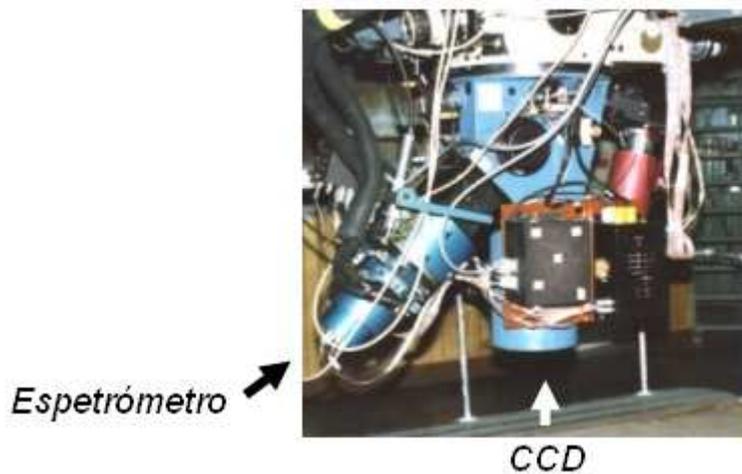
Esta definição permite-nos, por exemplo, colocar uma fronteira entre a *fotometria* (que estudaremos em pormenor na Secção 1.5) e a *espectroscopia* em  $R = 100$  (valores *menores* correspondem à primeira e *maiores* à segunda).

O tipo de espectroscópio mais grosseiro (com pior resolução) é o *prisma* (Figura 1.35). De facto, este espalha a luz (IV também) de uma qualquer fonte em todas as suas várias “cores” (que, claro, são bem mais que as clássicas sete do arco-íris, senão teríamos fotometria pois aí a gama do visível (formalmente nos 400-700 nm – ver Figura 1.10) teria  $R \sim 10-16$  por  $\Delta\lambda$  ser cerca de 43 nm). Sem ser um prisma, o tipo de espectrómetro mais simples utiliza uma *rede de difração* (que pode ser de reflexão ou de transmissão) para separar a luz que entra no mesmo por uma fenda (de forma a saber-se ao certo qual é o objeto do campo do telescópio que está a produzir o espectro obtido) – Figura 1.36. O espectrómetro é um instrumento indispensável à Astronomia profissional, pois é este que nos dá a Astrofísica dos objetos observados (várias características) – Figura 1.37.

<sup>7</sup> Hoje em dia é este o nome mais comum (uma vez que os espectros são produzidos eletronicamente; no ótico, com CCDs). *Espectrógrafo* correspondia ao registo do espectro em chapa fotográfica e *espectroscópio* à visualização de espectros, sendo ainda utilizado em experiências no meio escolar. Nesta obra, no entanto, os termos *espectroscopia*, *espectrometria* e *espectrografia* são equivalentes.



**Figura 1.36** – O tipo de espectrômetro mais simples consiste apenas numa rede de difração (neste caso de reflexão), que separa a luz depois desta chegar de uma fenda, via espelho. Esse mesmo espelho (em muitos outros espectrômetros é um espelho diferente) leva a radiação espalhada para um detector, onde o espectro é materializado para processamento.



**Figura 1.37** – Exemplo de um telescópio profissional com uma CCD e um espectrômetro acoplados simultaneamente no seu foco Cassegrain.

## 1.5 Cores e filtros

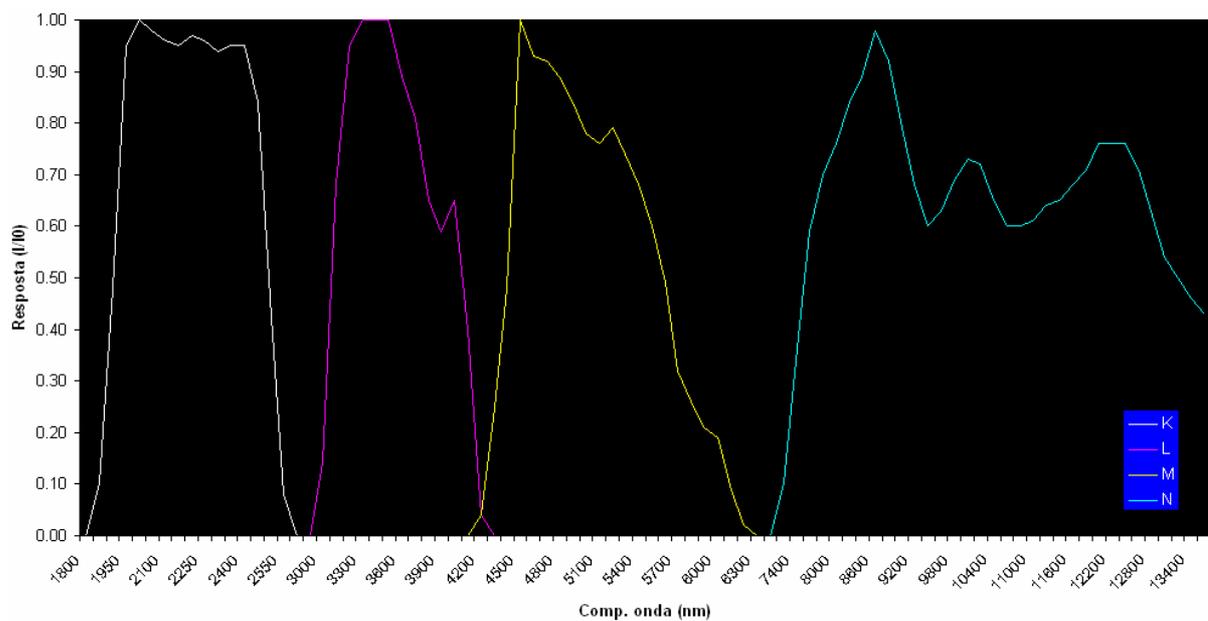
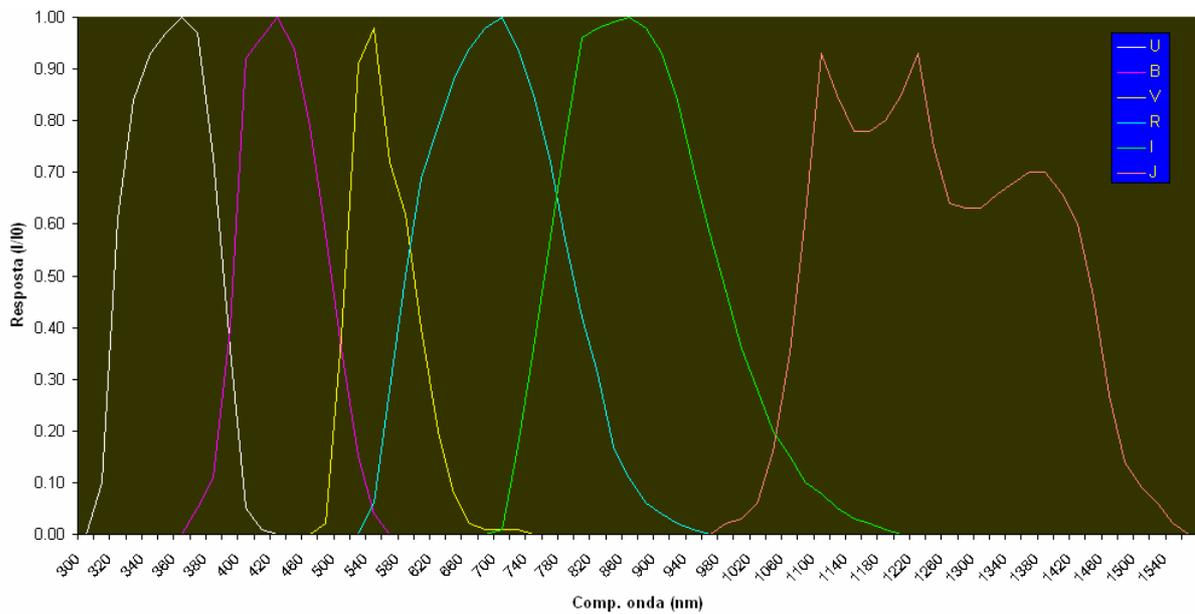
### 1.5.1 – Cores

Na prática, para conhecerem a Física dos objetos que estudam, os astrónomos não se limitam a observar os objetos em “qualquer” (ou “toda”) região do espectro (e.g. todo o visível: 400-700nm) mas têm de separar a sua luz em partes. A análise detalhada requer espectroscopia. Uma análise mais grosseira é a *fotometria*. Por exemplo, esta separa o visível em três bandas “Johnson” BVR, com os sistemas “estendidos” (até ao UV e IV) UVBRI, ou UVBRIJKLMN (este último entrando bem dentro do IV) – Tabela 1.2 e Figura 1.38.

**Tabela 1.2** – A gama aproximada de cada filtro do sistema Johnson UBVRJ (ver Figura 1.38). A região do visível corresponde, aproximadamente, aos filtros BVR.

Filtro	gama (nm)
U	[315, 385]
B	[395, 480]
V	[510, 590]
R	[580, 780]
I	[760, 960]

Visível



**Figura 1.38** – A resposta de cada filtro Johnson em função do comprimento de onda. Usualmente a largura (gama) para cada filtro é dada pela *meia-altura* (nem sempre correspondente a uma resposta de 0.50). Em cima apresentam-se, em sucessão, os filtros UBVRJ e, em baixo, os filtros KLMN (ver Tabela 1.2).

Os filtros Johnson, por terem uma utilização tão generalizada, acabaram por definir o mais antigo sistema de grandezas – as grandezas aparentes têm de estar associadas a uma *cor*. Temos (por exemplo):

$$U = m_U \quad B = m_B \quad V = m_V \quad R = m_R \quad I = m_I$$

É, agora, óbvio que um objecto de cor vermelha será mais brilhante no vermelho – R do que noutras cores, por exemplo azul – B. Será assim tão óbvio<sup>8</sup>? [respostas em rodapé]

$$B - V > 0 \quad \text{é azul ou vermelho?}$$

$$U - R > 0 \quad \text{é azul ou vermelho?}$$

A estas diferenças entre duas “cores” chamam-se *índices de cor*.

### 1.5.2 – Filtros

Há outros sistemas de grandeza, definidos por conjuntos de filtros:

- a) Gunn (*griz*) que cobre o visível (*gr*) e o IV (*iz*) – Figura 1.39.
- b) Sloan (*u'g'r'i'z'*) que também cobre o visível (*u'g'r'*) e o IV (*i'z'*) – Figura 1.40.
- c) Stromgren (*uvby*), o mais antigo dos três, que cobre o UV próximo (*u*) e parte do visível (*vby*) – Figura 1.41.

---

<sup>8</sup>  $B - V > 0 \Leftrightarrow B > V$ , mais brilhante no amarelo/verde, menos no azul; logo é *vermelho!*  $U - R > 0 \Leftrightarrow U > R$ , mais brilhante no vermelho, menos no ultravioleta/azul; logo é *vermelho!*

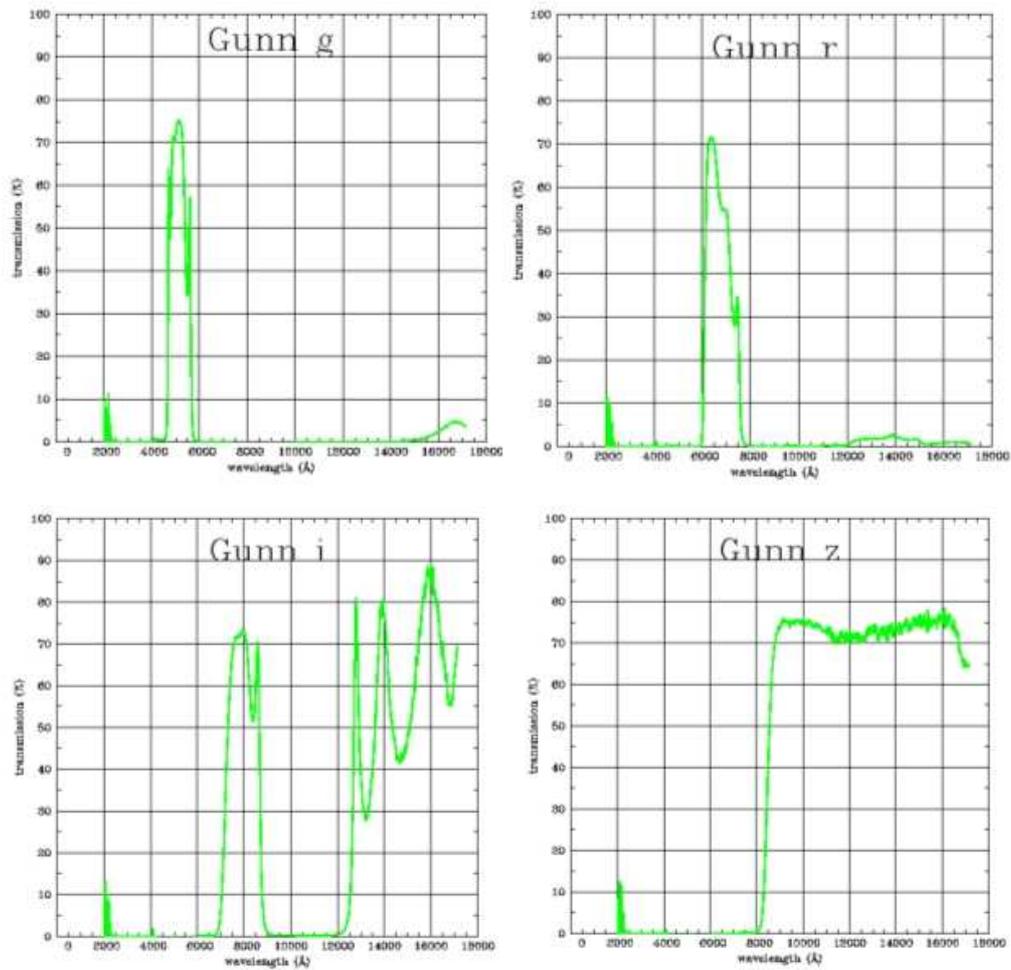


Figura 1.39 – O sistema de filtros Gunn (*griz*), que cobre o visível (*gr*), em cima, e o IV (*iz*), em baixo.

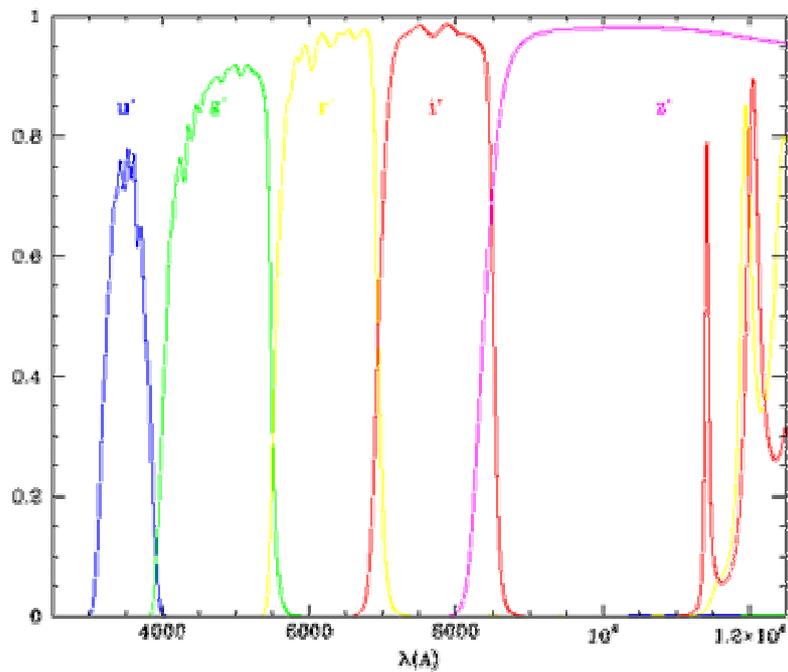
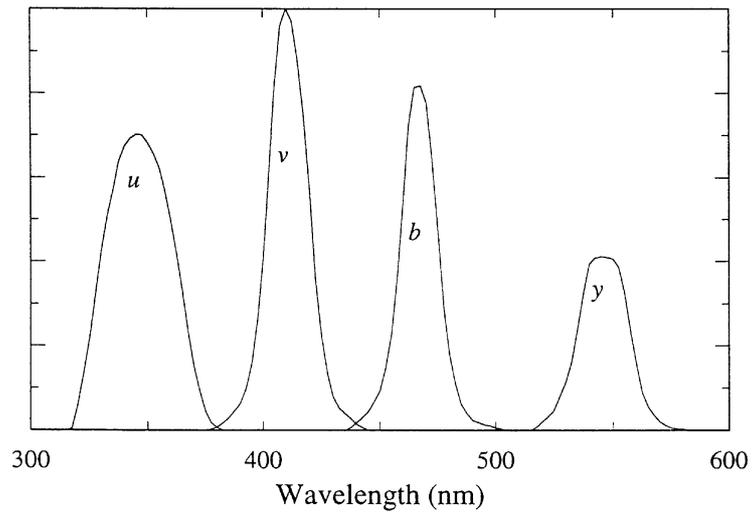


Figura 1.40 – O sistema de filtros Sloan (*u'g'r'i'z'*) cobre o visível (*u'g'r'*) e o IV (*i'z'*)



**Figura 1.41** – O antigo sistema de filtros Stromgren (*uvby*), que cobre o UV próximo (*u*) e parte do visível (*vby*).

## 2 – Sistemas planetários

### 2.1 O Sistema Solar

O nosso Sistema Solar inclui a Terra e mais outros sete *planetas* que se encontram em órbita do maior corpo celeste deste Sistema – O Sol. O Sistema Solar também inclui muitos pequenos objetos que giram em torno do Sol: *planetas anões*, *asteróides*, *cometas* e *meteoróides*. Ainda, uma fina nuvem de gás e poeira conhecida como o *meio interplanetário*. Há um número inquantificável<sup>9</sup> de *satélites*, no Sistema Solar, em órbita dos planetas, de todos os tamanhos.

#### 2.1.1 – Formação planetária

Mas, afinal, como se formaram todos os planetas, planetas anões e asteróides? A teoria de formação tem de explicar, no que respeita ao Sistema Solar:

- 1) O Sol ter 1% do momento angular e 99.9% da massa;
- 2) a formação dos planetas “terrestres” (núcleo sólido metálico + mantos silicosos + crosta);
- 3) a formação dos planetas “gigantes gasosos”;
- 4) a formação dos satélites.

O período de formação do Sistema Solar parece ter sido muito curto, pelo menos comparado com a idade do mesmo (que é similar à da Terra; o Sol não é muito mais velho):  $4.5 \times 10^9$  anos. A teoria mais aceite tem várias fases:

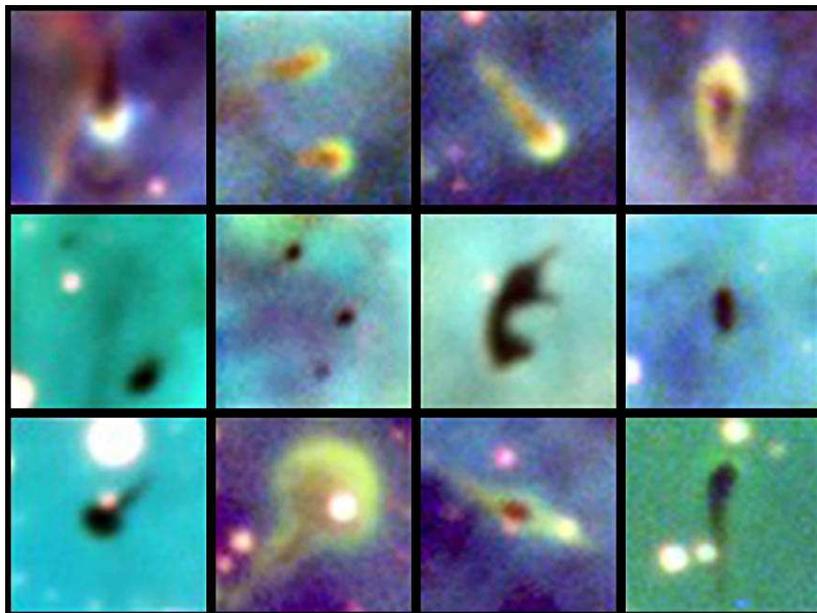
- 1) Há uma explosão em Supernova (que é o final da vida de estrelas com mais de  $8 M_{\odot}$  – Secções 3.3 e 3.5) nas proximidades do futuro Sistema Solar.
- 2) O Sol forma-se pelo colapso gravitacional de uma gigantesca nuvem de gás e poeiras, impulsionado pela explosão da Supernova; a velocidade de rotação da nuvem aumenta à medida que esta se contrai.
- 3) Chega a um ponto em que os intensos campos magnéticos, “esborrachados” e torcidos devido ao colapso e ao movimento de um disco de agregação de matéria, ejetam esta na forma de jatos, durante um curto período. Estes levam consigo o grosso do momento angular (massa  $\times$  velocidade  $\times$  raio) conjunto...

---

<sup>9</sup> Uma vez que ainda não existe uma definição formal de satélite, as partículas que constituem os anéis de Saturno em número incomensurável, por exemplo, podem ser chamadas de satélites...

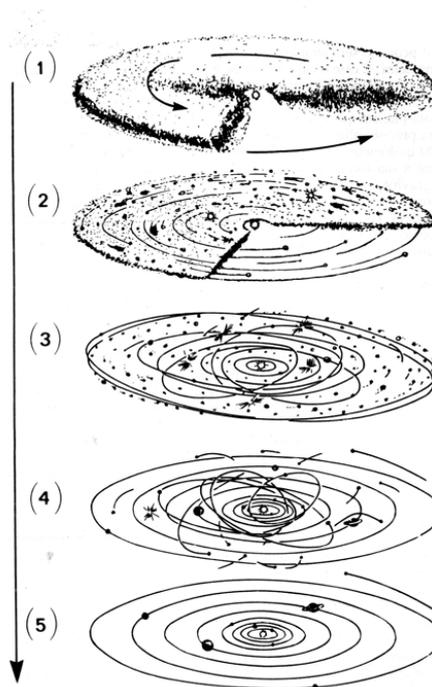


**Figura 2.1** – A nuvem proto-solar e os proto-planetas em formação.



**Figura 2.2** – Discos proto-planetários (“proplyds”).

- 4) O calor gerado no interior dessa nuvem, devido ao colapso, chega a um ponto em que se desencadeiam reações nucleares que a fazem brilhar, iniciando-se a produção de energia num proto-Sol.
- 5) Há um achatamento do resto do material até à forma de disco. Com uma massa densa e luminosa de gás na posição central, o proto-Sol possui cerca de 99% da massa da nebulosa (Figura 2.1).
- 6) Os proto-planetas e satélites formam-se por *agregação* de matéria entre aquela existente no disco proto-planetário (“proplyd” – Figura 2.2), por simples atração gravítica; mais tarde, surgem os planetas.
- 7) O vento solar expelle os restos de gás e poeiras para fora do Sistema Solar (Figura 2.3).



**Figura 2.3** – As várias fases na formação do Sistema Solar. Quase imediatamente no momento de formação do disco de agregação e até cerca de cem mil anos de idade, surgem jatos centrais que levam para fora do Sistema Solar o grosso do momento angular. As fases (1) a (4) têm lugar num período de cinco a dez milhões de anos. Em pormenor: (1) O imenso conjunto de poeiras no início (proto-Sol ao centro); (2) a pouco e pouco as poeiras juntam-se e as maiores (“planetesimais”) “limpam” a sua órbita; (3) muitos dos “detritos” adquirem órbitas caóticas – uma boa parte é enviada para fora do Sistema Solar; (4) e (5) – no final (durante 50 a 100 milhões de anos), apenas as órbitas de alguns asteróides se mantêm com alguma inclinação: os protoplanetas estão formados. Também os maiores proto-planetas (e.g. proto-Júpiter) ejetam momento angular na forma de jatos, pois para a sua formação também têm em seu torno pequenos discos de agregação.

### 2.1.2 – O que é um planeta?

Um planeta *não* é “um objeto que não emite luz própria” (e.g. Neptuno emite 2/3 do que dele vemos). A nova definição de planeta, aprovada em 2006, define-o como em órbita em torno do Sol, redondo e tendo limpado aquela na sua zona (Figura 2.4). Especialmente estas duas definições, até pela polémica que levantaram (embora definidas pelos peritos mundiais da área), merecem mais atenção.

Para já, quer planetas, quer planetas anões são redondos, no sentido de estarem em “*equilíbrio hidrostático*”. Na prática, dependendo da densidade, podemos dar uma ideia dos tamanhos típicos que servem de “fronteira” entre as definições de planeta/planeta anão (por um lado) e a de pequeno corpo do Sistema Solar (por outro):

- i) com composição rochosa-“terrestre” ( $\sim 4\text{-}5 \text{ g/cm}^3$ ), a fronteira fica nos  $\sim 800\text{km}$  ( $0.001 m_T$  – massa da Terra);
- ii) com composição “rocha com gelo” ( $\sim 1\text{-}2 \text{ g/cm}^3$ ), fronteira nos  $\sim 400\text{km}$ .



## RESOLUTION 5

### Definition of a Planet in the Solar System

Contemporary observations are changing our understanding of planetary systems, and it is important that our nomenclature for objects reflect our current understanding. This applies, in particular, to the designation "planets". The word "planet" originally described "wanderers" that were known only as moving lights in the sky. Recent discoveries lead us to create a new definition, which we can make using currently available scientific information.

The IAU therefore resolves that planets and other bodies, except satellites, in our Solar System be defined into three distinct categories in the following way:

- (1) A planet<sup>1</sup> is a celestial body that
  - (a) is in orbit around the Sun,
  - (b) has sufficient mass for its self-gravity to overcome rigid body forces so that it assumes a hydrostatic equilibrium (nearly round) shape,<sup>2</sup> and
  - (c) has cleared the neighbourhood around its orbit.
- (2) A "dwarf planet" is a celestial body that
  - (a) is in orbit around the Sun,
  - (b) has sufficient mass for its self-gravity to overcome rigid body forces so that it assumes a hydrostatic equilibrium (nearly round) shape<sup>2</sup>,
  - (c) has not cleared the neighbourhood around its orbit, and
  - (d) is not a satellite.
- (3) All other objects<sup>3</sup>, except satellites, orbiting the Sun shall be referred to collectively as "Small Solar System Bodies".

- 
1. The eight planets are: Mercury, Venus, Earth, Mars, Jupiter, Saturn, Uranus, and Neptune.
  2. An IAU process will be established to assign borderline objects into either dwarf planet and other categories.
  3. These currently include most of the Solar System asteroids, most Trans-Neptunian Objects (TNOs), comets, and other small bodies.

**Figura 2.4** – A resolução formal da International Astronomical Union (IAU) onde se define planeta, planeta anão e “pequeno objeto do Sistema Solar”.

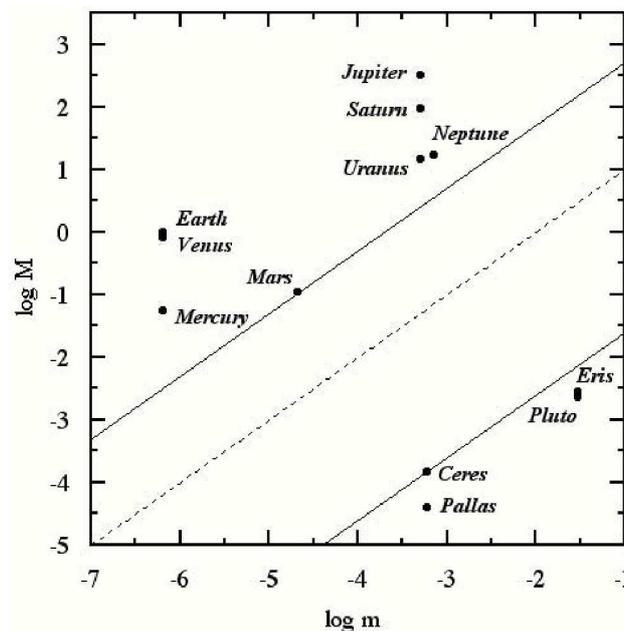
Quando se conhecerem melhor todos os maiores objetos do Cinturão de Edgeworth-Kuiper (Secção 2.1.6) é provável que se definam como planetas anões muitos deles pelo segundo tamanho.

Quanto à “limpeza da vizinhança da órbita”, que permite separar planetas de planetas anões, deve ser quantificada de uma forma mais científica (operacional, eventualmente sujeita a alterações no futuro). Usa-se, então, a razão entre a massa total de um planeta/planeta anão ( $M$ ) e a massa acumulada dos restantes objectos que compartilham a mesma região orbital (vizinhança) –  $m$ . Temos que um corpo é um planeta sempre que

$$\mu = M / m \geq 100$$

**Tabela 2.1** – Propriedades dos oito planetas e de três dos planetas anões do Sistema Solar (Ceres, Plutão e Éris): massa ( $M$ ), massa na órbita ( $m$ ) e razão entre ambas ( $\mu=M/m$ ). Ver Figura 2.5.

Corpo	$M (M_{\oplus})$	$m (M_{\oplus})$	$\mu$
Mercúrio	0.055	$6.044 \times 10^{-7}$	$9.1 \times 10^4$
Vênus	0.815	$6.037 \times 10^{-7}$	$1.35 \times 10^6$
Terra	1.000	$5.88 \times 10^{-7}$	$1.7 \times 10^6$
Marte	0.107	$2.098 \times 10^{-5}$	$5.1 \times 10^3$
Ceres	0.00015	$4.545 \times 10^{-4}$	0.33
Júpiter	317.7	$5.083 \times 10^{-4}$	$6.25 \times 10^5$
Saturno	95.2	$5.01 \times 10^{-4}$	$1.9 \times 10^5$
Urano	14.5	$5 \times 10^{-4}$	$2.9 \times 10^4$
Neptuno	17.1	$7.125 \times 10^{-4}$	$2.4 \times 10^4$
Plutão	0.0022	0.0286	0.077
Éris	0.005	0.05	0.1



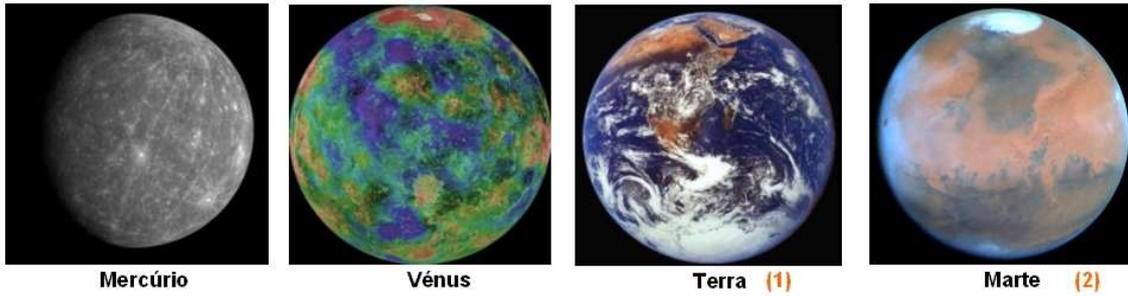
**Figura 2.5** – A clara separação entre planetas e planetas anões (Ceres, Plutão e Éris apresentam-se, neste caso) e para o asteroide Pallas: temos a massa ( $M$ ) de cada um em função da massa na órbita ( $m$ ). As retas em declive representam valores fixos da razão entre ambas ( $\mu=M/m$ ): a tracejada 100; os valores de Marte (5100) e Ceres (0.33) estão a cheio. Ver Tabela 2.1.

E é um planeta anão quando

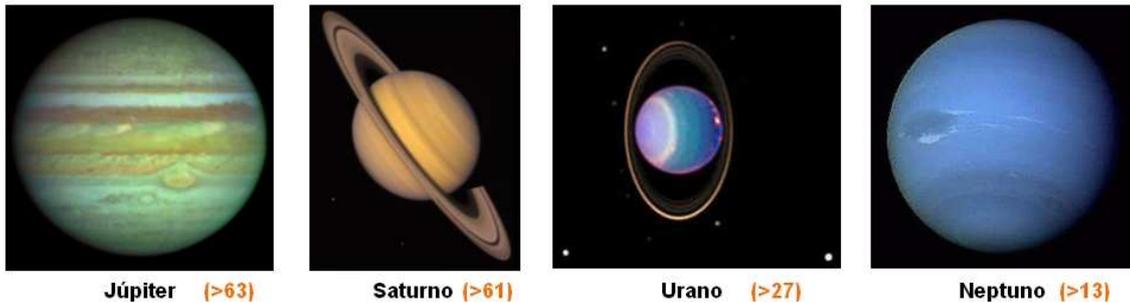
$$\mu < 1$$

Ou seja, nem sequer se aproximam as fronteiras uma da outra (estão a duas ordens de grandeza uma da outra)! Para que não existam dúvidas (mas a polémica não se evitou, mesmo assim). De facto, vemos na Tabela 2.1 e Figura 2.5 que os planetas e os planetas anões residem em regiões completamente separadas do espaço  $M$ - $m$  e que  $\mu_{\text{planeta}}/\mu_{\text{planeta-anão}} > 15$  mil para os atuais objetos conhecidos dos dois lados! Uma excelente referência com este estudo é Soter (2006).

### Planetas rochosos



### Planetas gasosos



**Figura 2.6** – Os oito planetas do Sistema Solar. Separam-se em rochosos e gasosos. O número de satélites está indicado (quando tenham). A única imagem que não é no visível (foi feita por radar) é a de Vénus, uma vez que, no visível, é um planeta completamente branco (coberto de nuvens).

#### 2.1.3 – Planetas

Na Figura 2.6 apresentamos imagens dos oito planetas do Sistema Solar, separados nas duas classes principais: *rochosos* e *gasosos*. Se o fizéssemos por órbita, Mercúrio e Vénus dir-se-iam *interiores* (à órbita da Terra) e Marte, Júpiter, Saturno, Urano e Neptuno *exteriores*. A Tabela 2.2 sumaria várias propriedades dos planetas. Na Figura 2.6 indicamos o número de satélites de cada planeta. Note-se que para os planetas gasosos o número é um limite inferior, uma vez que se chegou ao ponto de catalogar objetos com 1 km (e menos – são estes os que estão contabilizados com esse limite) e, sem uma definição de satélite (ainda não existe), não é claro onde se deve parar. Os mais importantes satélites do Sistema Solar apresentam-se na Tabela 2.3. A propósito, há dois sites com informações actualizadas sobre planetas (e não só): [www.nineplanets.org](http://www.nineplanets.org) e [SkyandTelescope.com/planetsats](http://SkyandTelescope.com/planetsats).

#### 2.1.4 – Planetas anões

Para já estão identificados cinco planetas anões: Ceres, Plutão, Éris, Makemaké e Haumea. Em resumo:

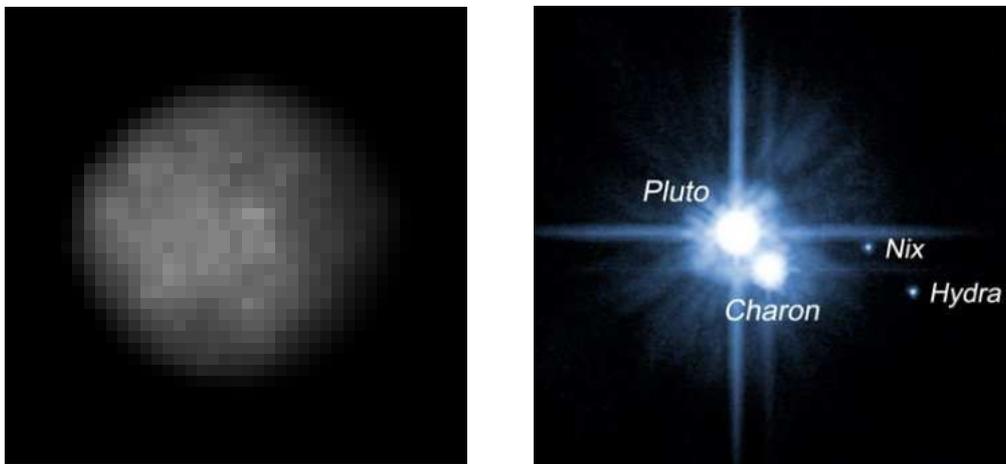
- a) Ceres é o “rei” do Cinturão de Asteróides Principal; tem de dimensões  $975 \times 909 \times 900 \text{ km}^3$  – Figura 2.7.

**Tabela 2.2** – Propriedades dos planetas do Sistema Solar:  $\phi$  é a inclinação da órbita em relação à eclíptica;  $e = (1 - (b/a)^2)^{1/2}$  é a excentricidade da órbita, com  $a$  e  $b$  os semi-eixos maior e menor da elipse, respectivamente;  $m_T$  é a massa da Terra;  $\theta$  é a inclinação do eixo de rotação em relação à perpendicular à órbita (\* planeta retrógrado); quanto à temperatura: \*\*planetas sem atmosfera têm grandes oscilações de temperatura –  $T_{\text{dia}} >> T_{\text{noite}}$ .

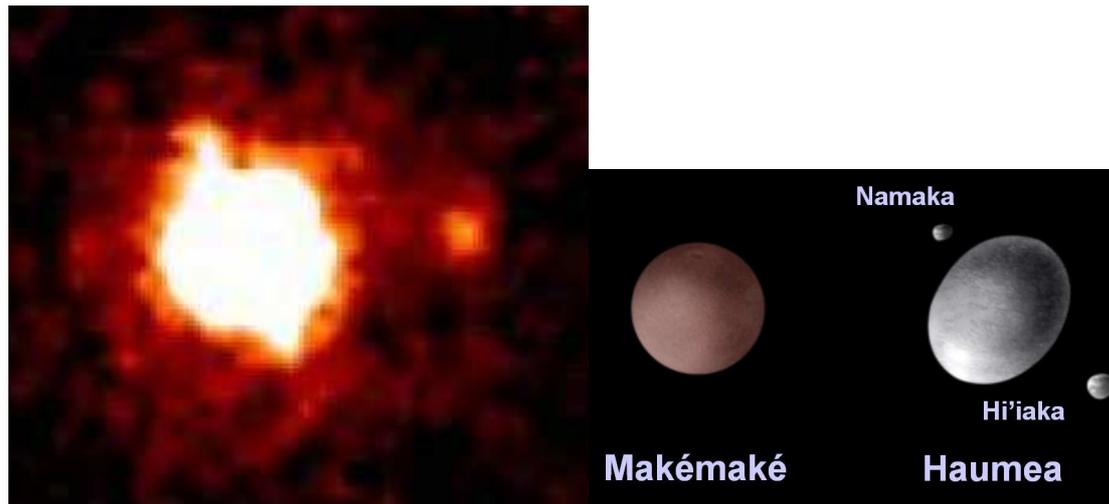
Nome	dist. média ao Sol		Translação (tempo terrestre)	$\phi$ ( $^\circ$ )	$e$	diâmetro (km)	massa		Período <i>sideral</i>	$\theta$ ( $^\circ$ )	número satélites	dens. (g/cm <sup>3</sup> )	T média (**)	
	(x 10 <sup>8</sup> km)	(UA)					(kg)	(m <sub>T</sub> )					K	°C
<b>Mercúrio</b>	0.579	0.386	88 dias	7	0.21	4878	$3.3 \times 10^{23}$	0.06	58.6 dias	7	0	5.4	440	167
<b>Vénus</b>	1.08	0.72	225 dias	3.4	0.01	12100	$4.9 \times 10^{24}$	0.82	243 dias	177*	0	5.2	730	457
<b>Terra</b>	1.5	1	365 dias	0	0.02	12756	$6.0 \times 10^{24}$	1	23.9 h	23.5	1	5.5	287	14
<b>Marte</b>	2.28	1.52	687 dias	1.8	0.09	6794	$6.4 \times 10^{23}$	0.11	24.6 h	25	2	3.9	218	-55
<b>Júpiter</b>	7.78	5.19	11.9 anos	1.3	0.05	142800	$1.9 \times 10^{27}$	318	9.8 h	3	≥63	1.3	120	-153
<b>Saturno</b>	14.3	9.53	29.5 anos	2.5	0.06	120000	$5.7 \times 10^{26}$	95	10.8 h	27	≥61	0.7	88	-185
<b>Urano</b>	28.7	19.1	84 anos	0.8	0.05	52400	$8.7 \times 10^{25}$	15	~17 h	98*	≥27	1.3	59	-214
<b>Neptuno</b>	45.0	30.0	165 anos	1.8	0.01	48400	$1.0 \times 10^{26}$	17	~16 h	30	≥13	1.6	48	-225

**Tabela 2.3** – Os mais relevantes satélites do Sistema Solar (propriedades).

Planeta	Satélite	Raio médio da órbita (km)	Translação (dias)	Diâmetro (km)
Terra	Lua	$384 \times 10^3$	27.3	3476
Marte	Fobos	$9 \times 10^3$	0.3	28×22×18
	Deimos	$23 \times 10^3$	1.3	16×12×10
Júpiter	Io	$422 \times 10^3$	1.8	3652
	Europa	$671 \times 10^3$	3.6	3138
	Ganímede	$1070 \times 10^3$	7.2	5262
	Calisto	$1883 \times 10^3$	16.7	4860
Saturno	Titã	$1222 \times 10^3$	16.0	5150
Neptuno	Tritão	$355 \times 10^3$	5.9	3500

**Figura 2.7** – À esquerda Ceres, o “rei” do Cinturão Principal de Asteróides. À direita Plutão, no seu sistema quádruplo.

- b) Plutão (2306km de diâmetro) reside num sistema quádruplo com os seus companheiros Charon (1200km), Nix (88km) e Hydra (72km) – Figura 2.7.
- c) Éris ainda não tem o seu tamanho exatamente determinado. Até pode ser menor que Plutão! As melhores medições dão, para já,  $2400 \pm 100$ km para o seu diâmetro. Tem um satélite, Dysnomia (300km de diâmetro) – Figura 2.8.
- d) Makemaké tem um diâmetro algures entre 1400 e 1500km – Figura 2.8.
- e) Haumea tem uma forma de ovo ( $2000 \times 1500 \times 1000$  km<sup>3</sup>): tem um diâmetro médio de 1300km. Tem dois satélites, Namaka (370km) e Hi'iaka (170km?) – Figura 2.8.



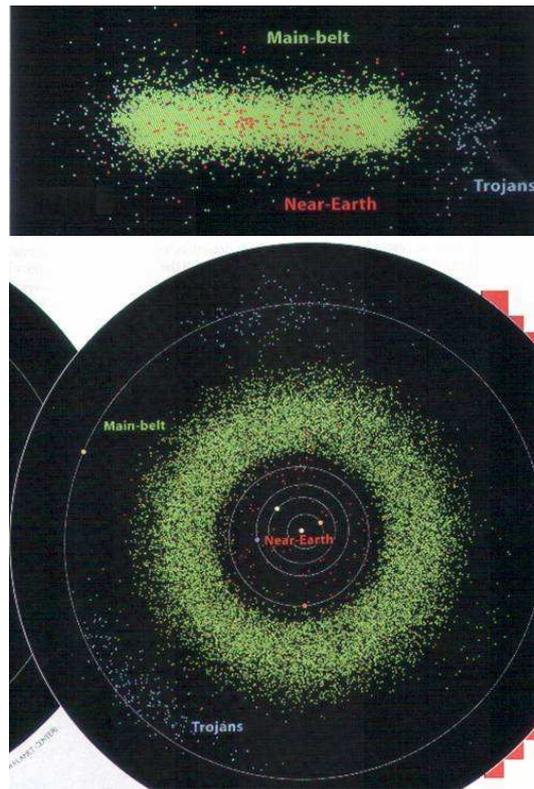
**Figura 2.8** – À esquerda Éris e o seu satélite Dysnomia. Ao centro Makemaké (imagem artística) e à direita Haumea (imagem artística), com a sua forma oblonga e os seus dois satélites.

### 2.1.5 – Asteróides (Cinturão Principal)

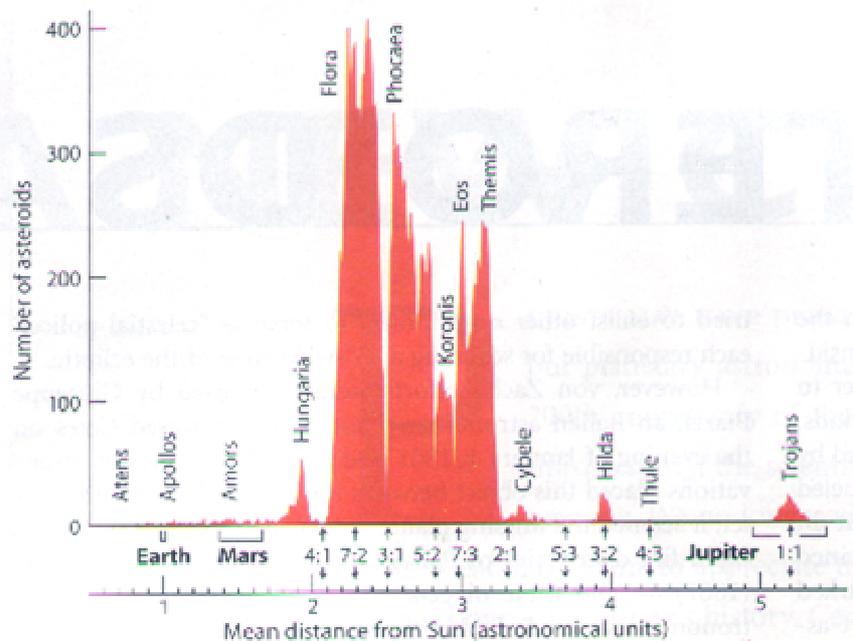
Já com mais de 500 mil objetos catalogados, estima-se o número de asteróides no Cinturão Principal em 1-2 milhões ( $>1$  km). As suas dimensões variam desde Pallas e Vesta (com dimensões semelhantes), com um diâmetro médio de cerca de 550 km, até à dimensão de pequenas pedras. Distribuem-se como um “doughnut”, entre as órbitas de Marte e Júpiter (Figura 2.9), agrupados em famílias entre órbitas instáveis ressonantes com a de Júpiter (Figura 2.10). Os asteróides são “rochas”, de forma não-redonda (senão eram planetas anões) que circulam no Sistema Solar em órbitas estáveis em torno do Sol (Figura 2.11).

### 2.1.6 – O Cinturão de Edgeworth-Kuiper

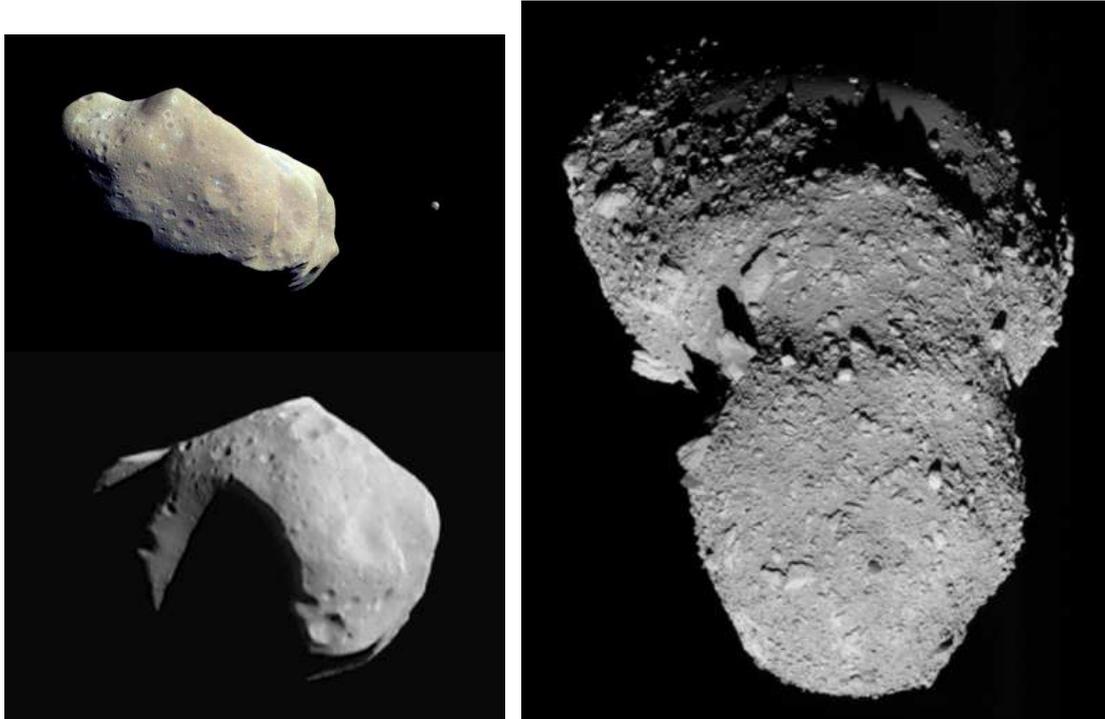
Mais de 1100 asteróides trans-neptunianos já foram identificados no Cinturão de Edgeworth-Kuiper (Figura 2.12). O primeiro foi em 1992. Estima-se que existam cerca de 100 mil asteróides com  $>100$  km neste cinturão, tornando-o bem mais massivo do que o Cinturão de asteróides Principal. Além de Plutão, Éris, Haumea e Makémaké (confirmados), existem cinco outros candidatos a planeta anão neste Cinturão, dependendo a confirmação da informação que se obtiver no futuro sobre os mesmos (Figura 2.13). O estatuto de Charon ainda não foi estabelecido (satélite? planeta-duplo com Plutão, logo planeta-anão?). Quanto a Sedna, tem uma órbita tão excêntrica que, embora a distância mais próxima do Sol seja apenas o dobro da de Plutão, quando mais distante vai até um pouco mais longe que 1000 UA (Figura 2.14)!



**Figura 2.9** – O Cinturão Principal de asteroídes distribui-se, quase todo, entre as órbitas de Marte e Júpiter. Mas o elevado número de órbitas inclinadas em relação à eclíptica dá-lhe uma forma geral de “doughnut”. Também se mostram asteroídes que atravessam a órbita da Terra (vermelho), bem como o par de conjuntos de trojanos (azul), asteroídes que partilham a órbita com Júpiter em pontos de estabilidade (Lagrange), cerca de  $60^\circ$  à frente e  $60^\circ$  atrás – ver Figura 2.10.



**Figura 2.10** – O Cinturão Principal de asteroídes divide-se em famílias, colocadas a distâncias do Sol que correspondem a ressonâncias estáveis com a órbita de Júpiter (e.g. Flora em 7:2) e evitando ressonâncias instáveis (e.g. 3:1). Indicam-se, também, as três famílias que atravessam a órbita da Terra e os Trojanos, na órbita de Júpiter (ver Figura 2.9).

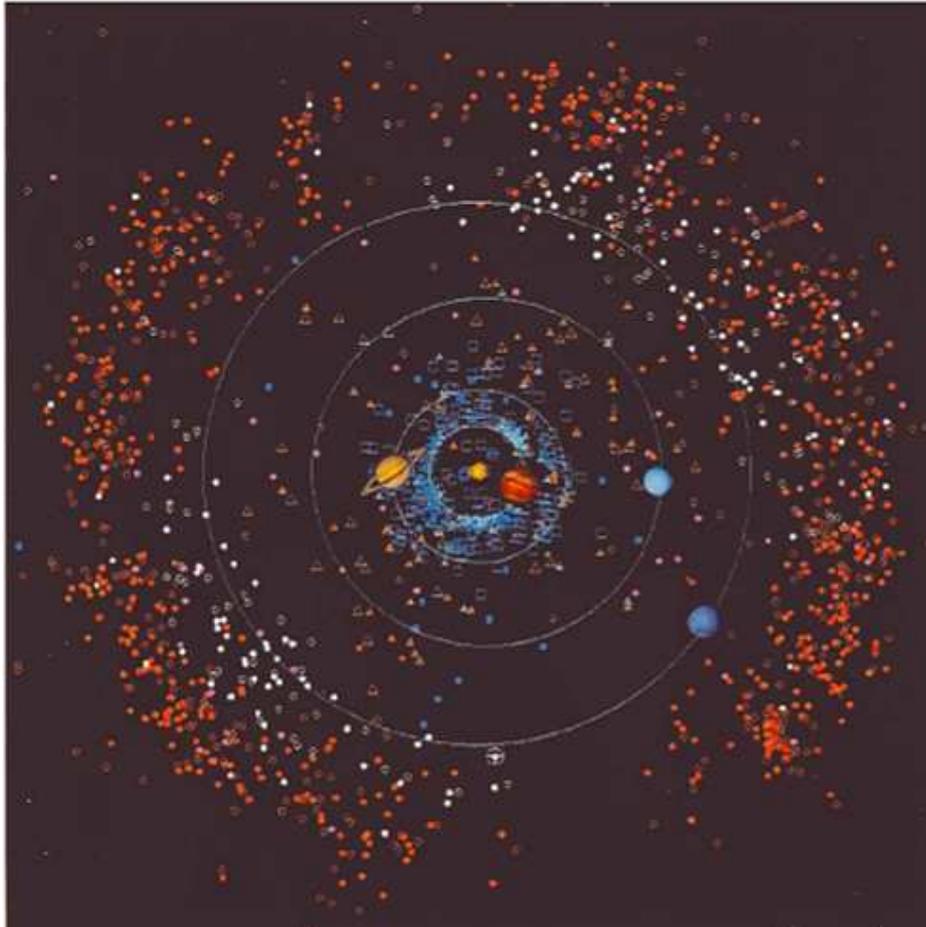


**Figura 2.11** – Exemplo de três asteróides, com as suas claras formas “batatóides” (não-redondas). À esquerda, em cima, Ida com o seu pequeno satélite Dactyl. Em baixo à esquerda Matilde, com a sua cratera gigante. Finalmente, do lado direito, Itokawa, um “monte de detritos”: uma aglomeração de pequenas rochas com muitos espaços vazios (uma forma comum em asteróides).

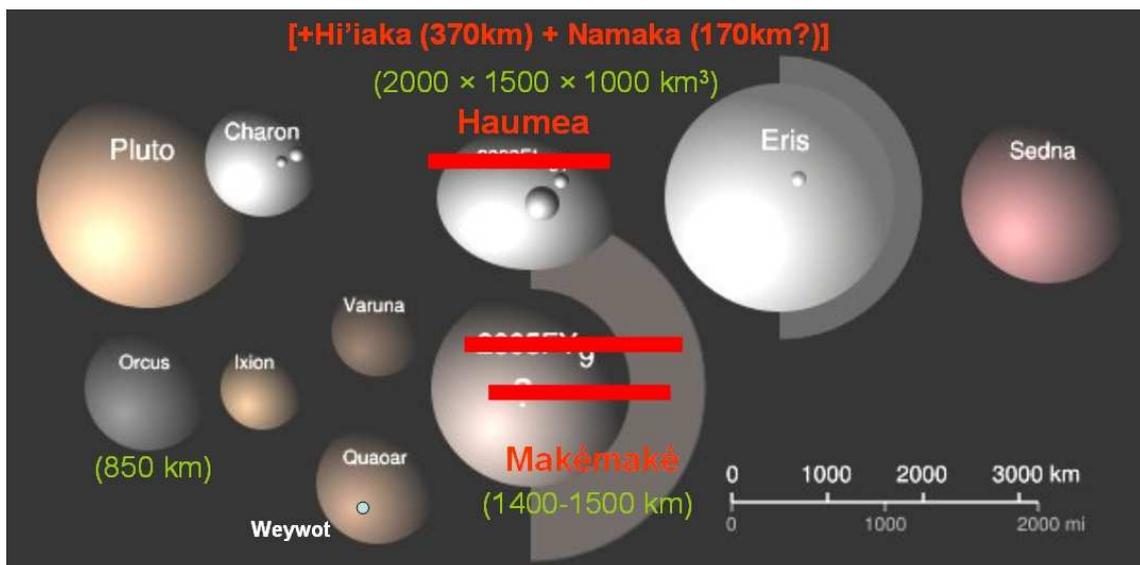
### 2.1.7 – Cometas

Os cometas são corpos pequenos (<10 km), com um formato irregular e compostos por uma mistura de grãos não voláteis e gases congelados. Têm órbitas muito elípticas que os podem trazer muito próximo do Sol e enviá-los para muito longe, dentro do Sistema Solar, usualmente para além das órbitas dos oito planetas.

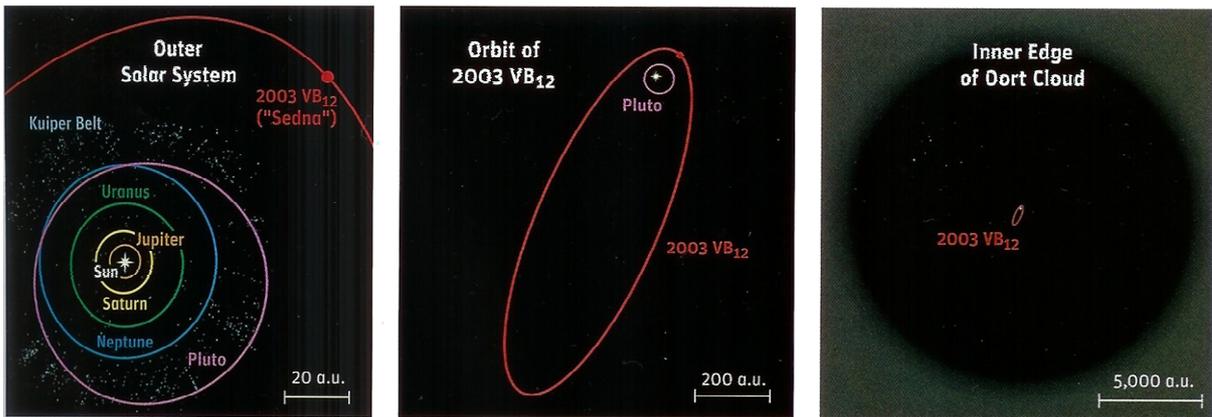
Com a aproximação ao Sol o material mais volátil evapora, dando origem a duas proeminentes caudas: uma *iónica* ( $H_2O$  separada em iões e outros gases ionizados), azulada, e outra de *poeiras*, esbranquiçada (partículas microscópicas, moléculas e átomos neutros). A cauda iónica pode ser maior do que a distância da Terra ao Sol e opõe-se sempre a este, devido à pressão exercida pelo vento solar. Os materiais voláteis evaporam do núcleo, formando uma *cabeleira*. Esta cresce em diâmetro e em brilho à medida que o cometa se aproxima do Sol. A cabeleira e o núcleo juntos constituem a *cabeça* do cometa. Finalmente surge, usualmente, um grande “envelope” de átomos de hidrogénio, à custa dos núcleos de H (protões) que se soltam das moléculas de água e se recombinam com eletrões (Figuras 2.15 a 2.17). Hipoteticamente, o grosso dos cometas terá vindo da longínqua “nuvem de Oort” (Figura 2.18). Na Figura 2.19 faz-se um resumo de todos os asteróides e cometas observados em detalhe por sondas até hoje.



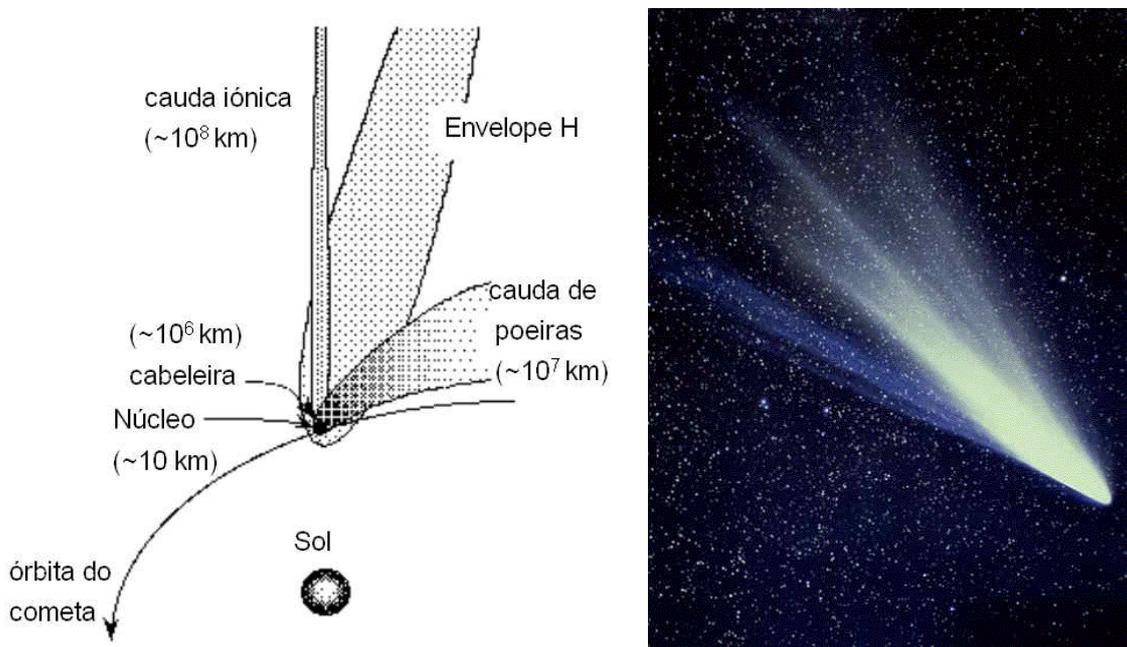
**Figura 2.12** – O Cinturão de Edgeworth-Kuiper: o grosso dos asteróides (círculos vermelhos) encontra-se para lá da órbita de Netuno. Objetos com órbitas de elevada excentricidade apresentam-se como triângulos azuis-claro; Centauros (entre as órbitas de Saturno e Netuno, tipicamente) com triângulos laranja; os com ressonância 2:3 com Netuno com círculos brancos (Plutão inclui-se, marcado com uma cruz ao meio). Ainda, mostram-se cometas (quadrados azuis-claro).



**Figura 2.13** – Os dez maiores objetos do Cinturão de Edgeworth-Kuiper. Quatro são já planetas anões confirmados (Plutão, Éris, Makemaké e Haumea). Entre os restantes seis (candidatos a planeta anão) apenas Charon corre o risco de ser definido como satélite (de Plutão). De Orcus já se sabe a dimensão e de Quaoar que tem um satélite.



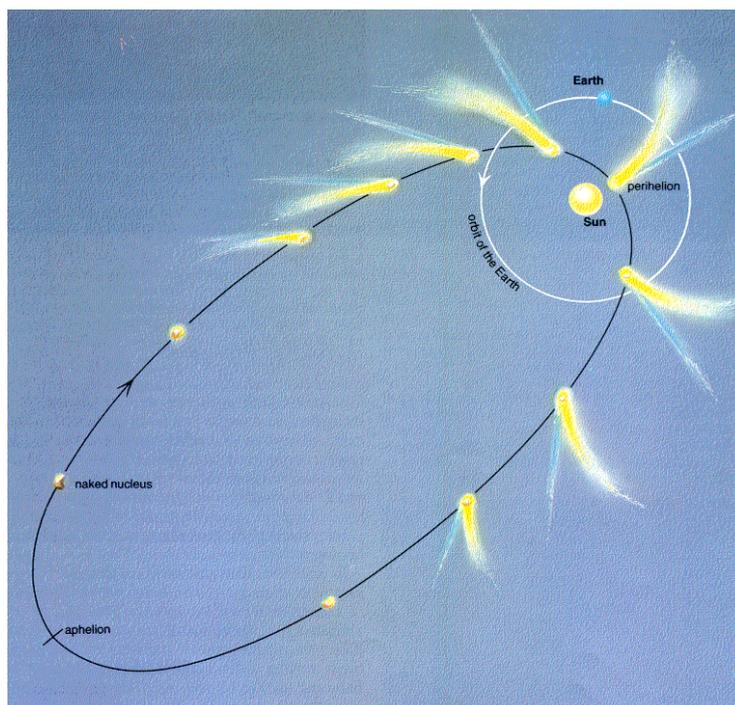
**Figura 2.14** – A extremamente excêntrica órbita de Sedna a várias escalas, incluindo a da teórica nuvem de Oort (de onde virão os cometas) – ver Figura 2.18.



**Figura 2.15** – À esquerda apresenta-se um esquema com as partes principais de um cometa e dimensões respectivas. À direita, o cometa West mostra as duas caudas bem distintas. A cauda fina e azul é a cauda iônica, composta por gases ionizados (por isso, opõe-se sempre ao Sol – ao vento solar); a cauda larga e branca contém partículas de poeira microscópicas (moléculas e átomos neutros).

### 2.1.8 – Meteoróides

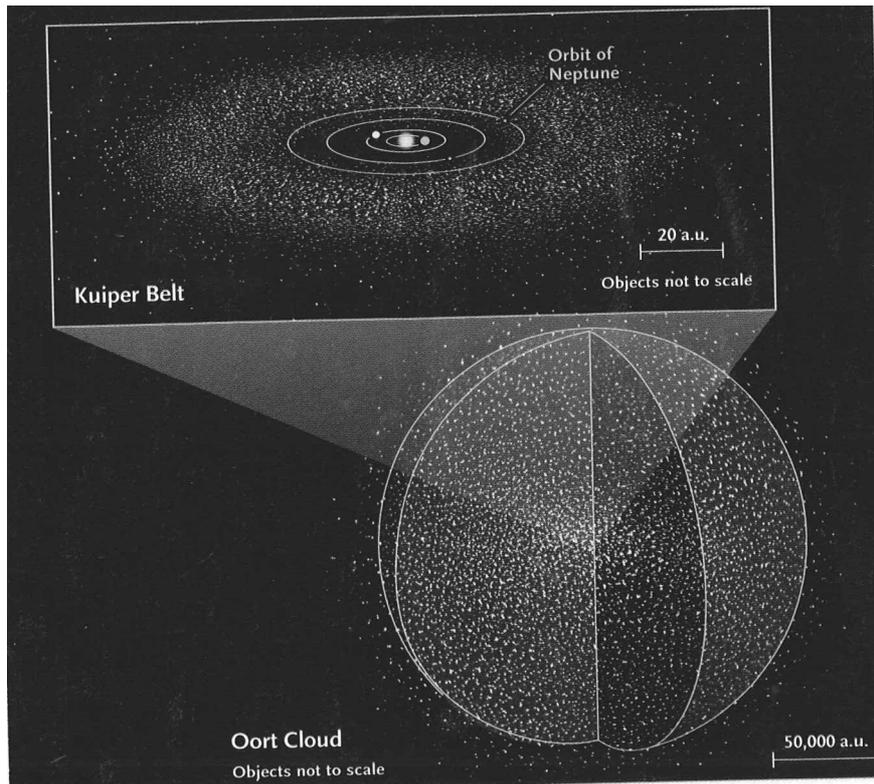
Circula um imenso número de pequenos objetos ( $\mu\text{m}$  a  $\text{cm}$ ) no Sistema Solar – *meteoróides*. Apercebemo-nos, especialmente, daqueles que se cruzam com a órbita da Terra, usualmente deixados pela passagem de cometas. Quando um meteoróide é capturado pela gravidade da Terra e atravessa a nossa atmosfera em alta velocidade, a fricção provoca a sua incineração – usualmente vemos um rasto luminoso atrás de um corpo em chamas: o *meteoro*. Se um meteoro não arde completamente, o que resta atinge a superfície da Terra e é chamado de *meteorito* (Figura 2.20). Os maiores abrem crateras. Existem exemplos destas por todo o planeta.



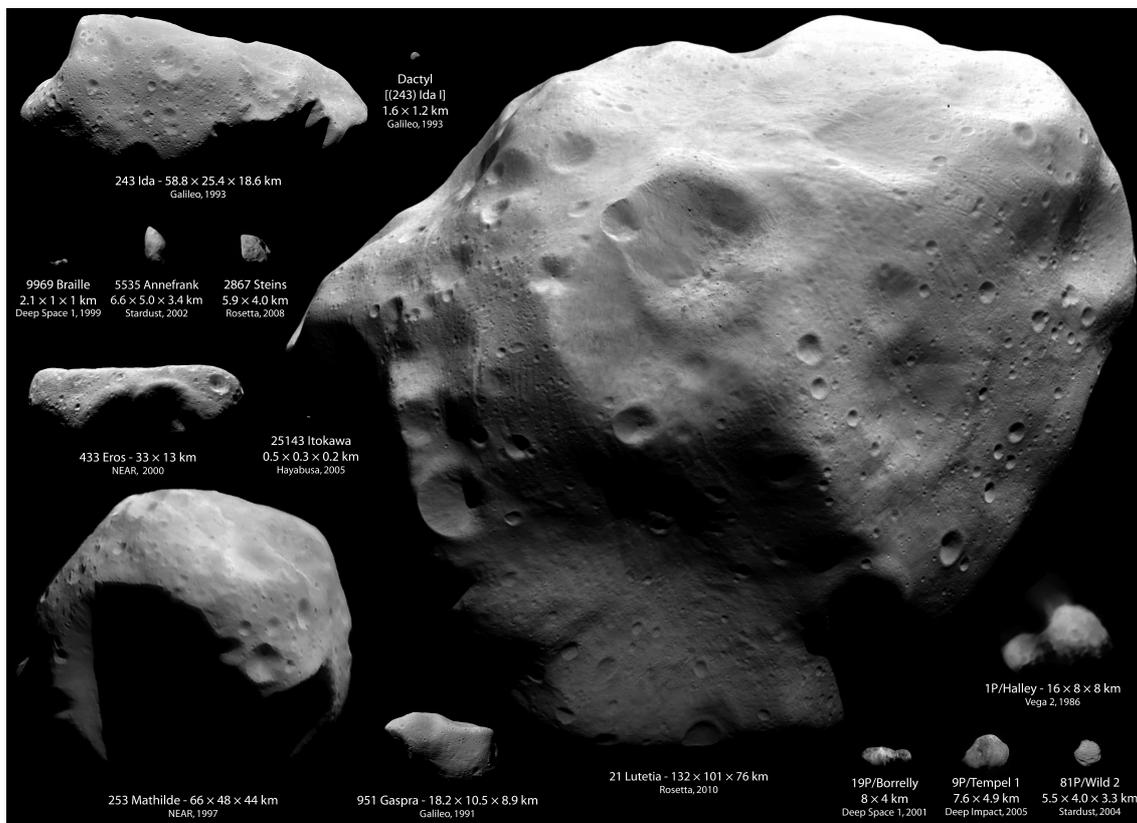
**Figura 2.16** – A cauda iônica de um cometa (azulada) opõe-se sempre ao Sol. A de poeira tem essa tendência mas é influenciada pelo movimento do cometa. Longe do Sol, um cometa aparenta ser um asteroide.



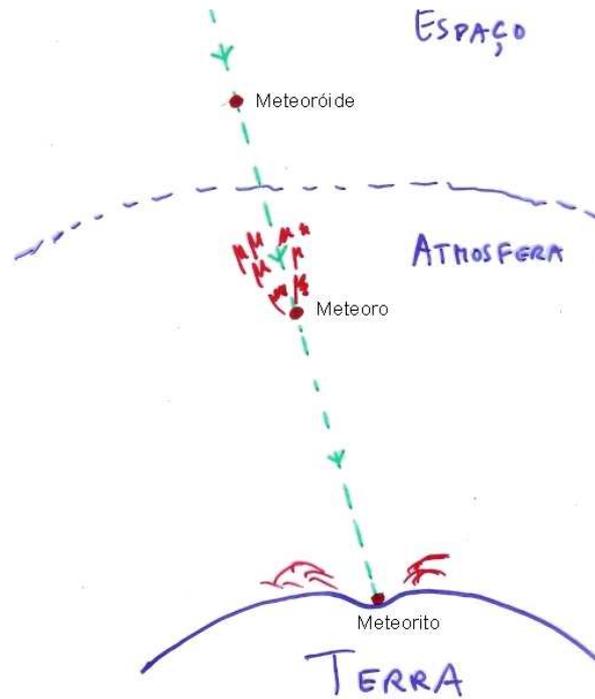
**Figura 2.17** – O núcleo do cometa Hartley 2 (<2km), observado de perto pela sonda EPOXI em 2010.



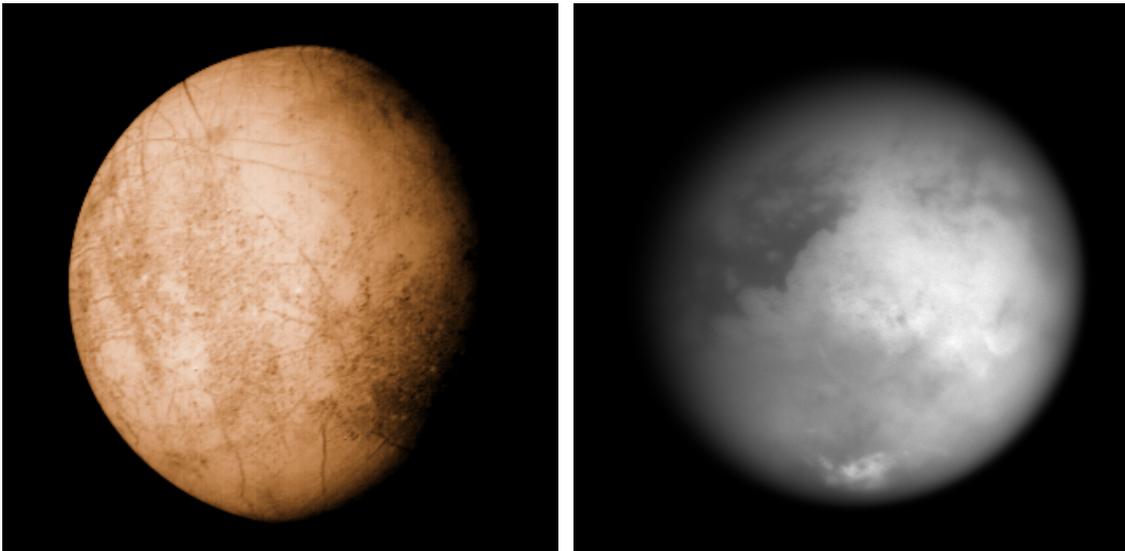
**Figura 2.18** – A hipotética nuvem de Oort, de onde virão quase todos os cometas do Sistema Solar (ver Figura 2.14).



**Figura 2.19** – Imagens detalhadas de todos os asteroides e cometas visitados por sondas até hoje. Encontram-se todas na mesma escala, para imediata comparação de uns objetos com outros. Os cometas são os quatro objetos no canto inferior direito (entre os mais pequenos). O asteroide Lutécia domina em tamanho. Tem uma densidade de  $3,4 \text{ g/cm}^3$ .



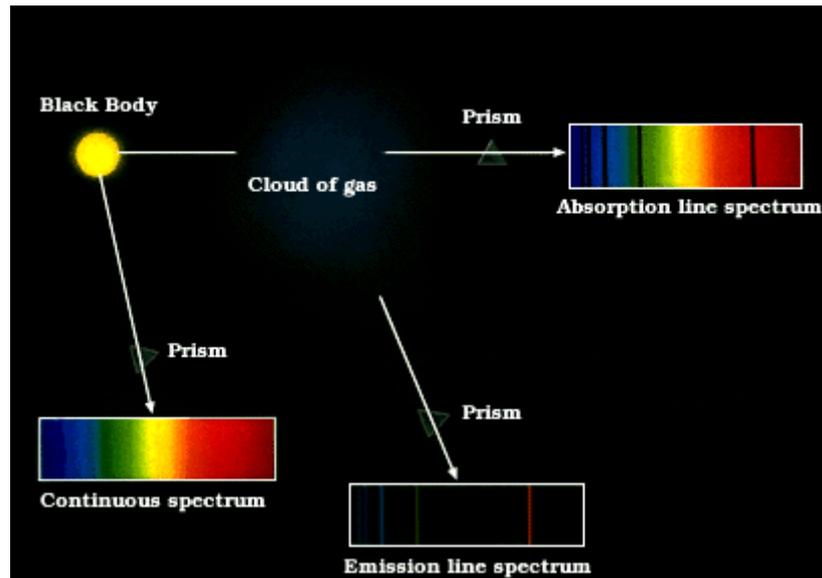
**Figura 2.20** – Dá-se um nome diferente a um mesmo objeto, conforme a sua situação física. Assim, no espaço, um meteoróide é um pequeníssimo fragmento de um cometa. Quando capturado pela gravidade de outro objeto (e.g. Terra), se este tem atmosfera, ao arder, passa a chamar-se meteoro. Finalmente, se conseguir chegar algum resto à superfície, o meteorito, pode formar uma cratera, se grande o suficiente.



**Figura 2.21** – Europa (esquerda) e Titã (direita), dois candidatos a albergar vida.

## 2.2 Os exoplanetas

Sem dúvida que o grande fascínio para a procura de planetas tem a ver com a possibilidade de existência de vida nos mesmos. No Sistema Solar há dois grandes satélites candidatos a terem vida: Europa e Titã (Figura 2.21 e Tabela 2.3). Ambos têm atmosfera (embora muitíssimo mais densa em Titã). O primeiro poderá conter um oceano subterrâneo; o segundo tem ciclos meteorológicos com o metano.



**Figura 2.22** – Um emissor/absorvedor perfeito é modelado como um “corpo negro” de Planck (Secção 3.2.1). Se observarmos a sua radiação diretamente através de um espectrómetro (e.g. prisma) o espectro é contínuo como um arco-íris. No entanto, se essa radiação, antes, atravessar uma nuvem de gás “fria” (no sentido em que é mais fria que o corpo emissor), veremos um espectro com riscas de *absorção*, devidas a todos os elementos e compostos químicos presentes na mesma (em quantidades suficientes, claro): os eletrões excitam-se absorvendo fótons em comprimentos de onda específicos, cartão de identidade de cada elemento/composto. Se obtivermos um espectro da nuvem (sem fonte emissora por trás) obteremos exatamente o mesmo, mas agora em *emissão*: os mesmos eletrões voltam ao estado fundamental de energia, emitindo fótons idênticos aos antes recebidos. Ver Figura 2.23.

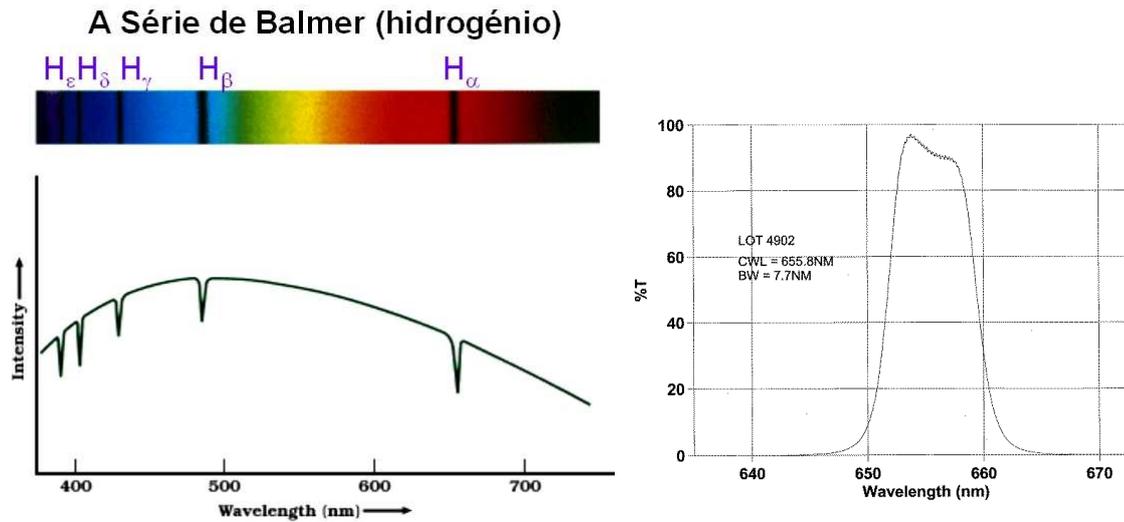
### 2.2.1 Espectros

Uma vez que é crítico para a sua deteção e confirmação (na grande maioria dos casos), vamos agora estudar o espectro de exoplanetas e, antes, a deteção de objetos pelo seu espectro, em geral. Os objetos astronómicos, de facto, têm como cartão de identidade o seu espectro (com riscas de emissão ou de absorção – Figura 2.22): é o espectro que nos dá a sua composição química exacta (Figura 2.23).

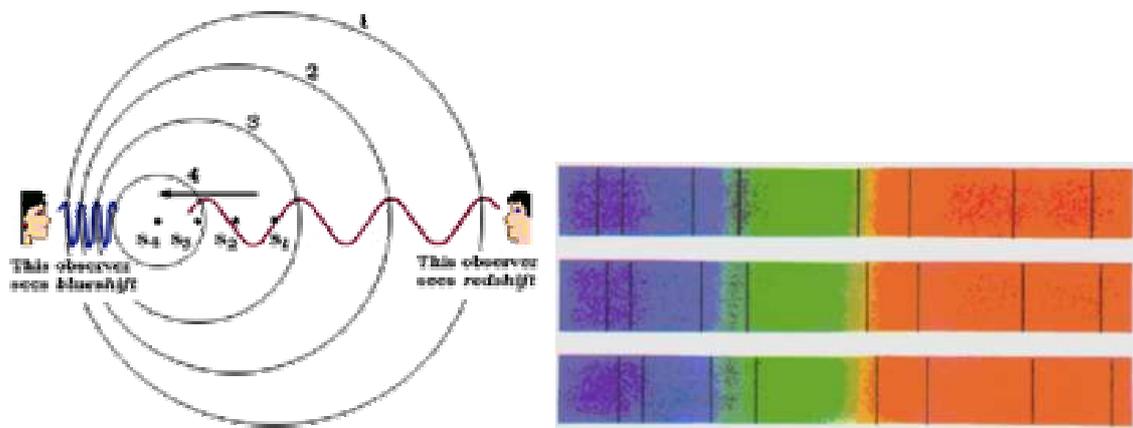
Ora, um objeto emissor de ondas, em movimento, comprime-as à sua frente e distende-as atrás (e.g. um pato num lago). Assim, um objeto em movimento que emita luz, também a comprime à sua frente (*blueshift* – desvio para o azul) e distende atrás (*redshift* – desvio para o vermelho). Doppler estudou este efeito em pormenor e estabeleceu a relação (caso específico da radiação electromagnética):

$$v/c = \Delta\lambda / \lambda_0$$

onde  $\Delta\lambda$  é o desvio medido no espectro que sofre uma risca de emissão/absorção conhecida, usualmente em  $\lambda_0$ , devido à velocidade  $v$  da estrela (de aproximação ou afastamento) – Figura 2.24. Assim, pelo espectro, podemos determinar a velocidade  $v$ .



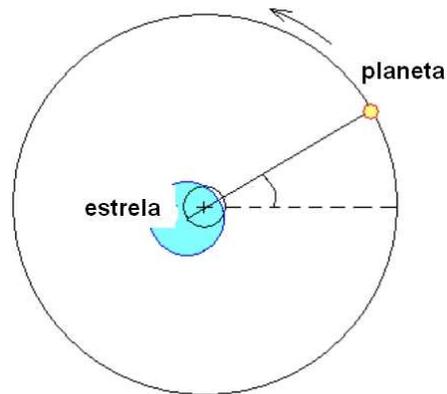
**Figura 2.23** – A Série de Balmer do hidrogénio, infinita, é um exemplo de um “cartão de identidade” de um elemento (neste caso). Corresponde a transições eletrónicas de qualquer outro nível mais energético para o segundo (porque o espetro apresentado é de *absorção*), no átomo de hidrogénio (que tem um próton, no núcleo, e um eletrão). Abaixo desse nível só o primeiro, o do estado fundamental (a que correspondente outra Série, de Lyman, apenas visível no UV). A Série de Balmer surge quase integralmente no visível (400-700nm), apenas com as riscas mais energéticas a tocar no UV próximo. Não tem limite, mas não vai muito mais longe do que o que se vê no gráfico da esquerda:  $H_\alpha = 365\text{nm}$  (correspondente à ionização do átomo, quando o eletrão se solta). Ver Figura 2.22. À direita apresenta-se o exemplo de um filtro para observar a mais forte de todas, a risca  $H_\alpha$ .



**Figura 2.24** – Uma fonte emissora de luz em repouso é caracterizada pelo seu espetro (no caso, de absorção), identidade da sua composição (barra central no lado direito). No entanto, quando em movimento, as riscas do espetro deslocam-se, ou para o azul, quando a fonte se aproxima do observador (barra de cima), ou para o vermelho, quando a fonte se afasta (barra de baixo).

### 2.2.2 Exoplanetas

Se se formaram planetas em redor do Sol, poder-se-iam formar também em torno de outras estrelas? O primeiro planeta extra-solar (exoplaneta) foi descoberto em 1992 (dois de uma vez, de facto), em torno de um pulsar (estrela de neutrões que emite um feixe energético periódico na nossa direcção) – corresponde ao estágio final da vida de estrelas com mais de  $8 M_\odot$ , após uma explosão em supernova (Secção 3.3). Hoje



**Figura 2.25** – O centro de massa é o ponto em torno do qual dois corpos se equilibram um ao outro. Na figura, este é marcado com uma cruz. Não está no centro da estrela (embora dentro desta), ou seja, esta roda em torno desse ponto, bem como o planeta. Na prática, é este movimento da estrela na nossa direção (radial) que é medido pelo Efeito de Doppler (método espectroscópico) e indica a existência de um planeta.

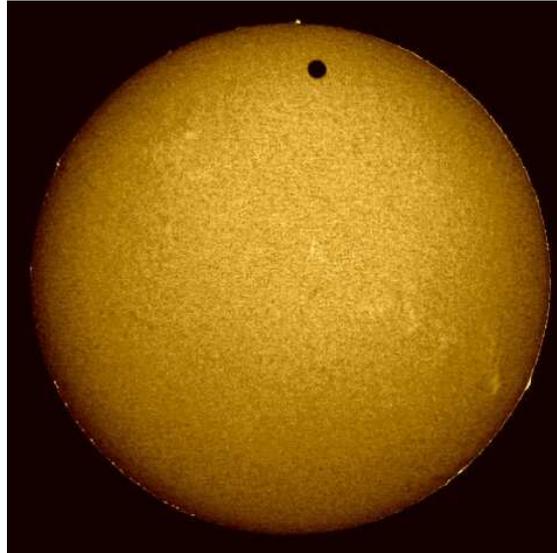
sabemos que esse sistema tem três planetas o último sendo (de longe!) o mais pequeno planeta extrasolar até hoje descoberto, com apenas  $0.02 m_T$ . Utilizam-se várias técnicas para descobrir (candidatos a) exoplanetas, sendo a dos pulsares apenas uma delas. No que segue vamos descrever as três mais populares:

#### **A) Método espectroscópico (velocidade radial)**

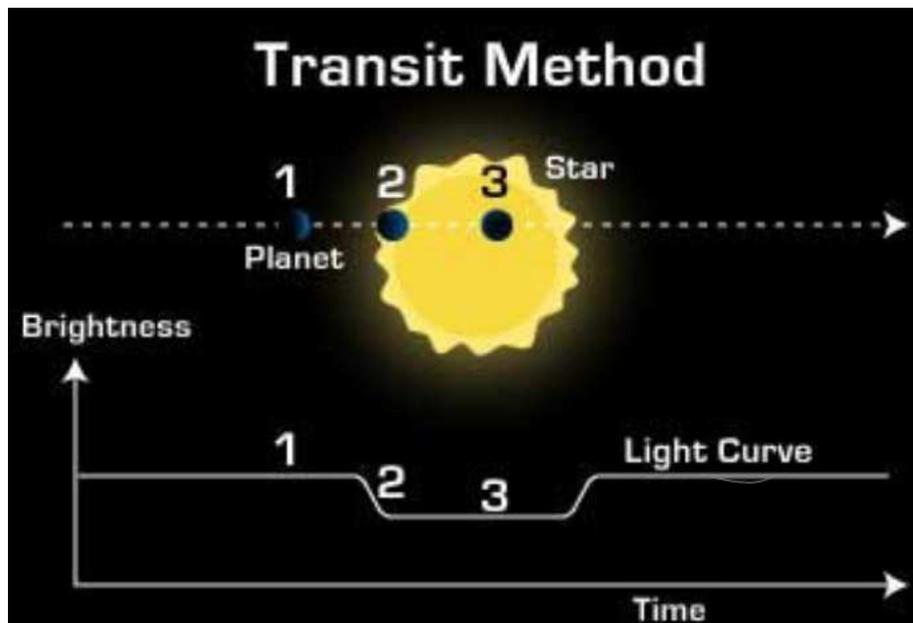
Este é, de longe, o mais bem sucedido entre todos os métodos. Recorre à medição do movimento na linha-de-visão causado na estrela hospedeira pela gravidade de qualquer (ou quaisquer) planeta(s) presente(s): o “puxão” gravitacional (Figura 2.25). Mede-se o consequente efeito de Doppler que surge no espectro da estrela.

Uma técnica que torna possível determinar a massa de um objeto a orbitar em redor de uma estrela é o do *trânsito*, combinado com o espectroscópico. O método do trânsito aproveita a (rara) situação em que o objeto passa à frente da estrela, como visto da Terra (a que se chama trânsito). Como num eclipse solar parcial ou em trânsitos solares (Figura 2.26), se um planeta passar diretamente entre uma estrela e um observador, uma porção minúscula da luz da estrela não chega até nós, reduzindo o seu brilho aparente (Figura 2.27). Para se ver um trânsito, a órbita deve estar quase exactamente “de lado”.

Só instrumentos muito sensíveis conseguem descobrir a minúscula e periódica diminuição de brilho em estrelas devida ao trânsito de planetas (Figuras 2.27 e 2.28). À custa dos (também medidos) desvios de Doppler causados pelo objeto na luz da estrela, do período e da profundidade dos trânsitos obtemos a massa, tamanho e distância à



**Figura 2.26** – Uma imagem do trânsito de Vênus sobre o Sol, ocorrido em 8 de Junho de 2004.



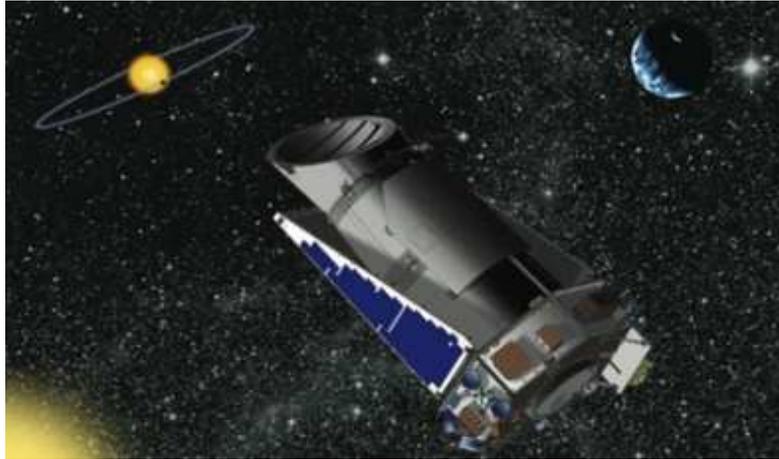
**Figura 2.27** – Quando um exoplaneta passa em frente de uma estrela a luz total que recebemos diminui de uma quantidade minúscula (a curva de diminuição mais realista é apresentada à direita, por baixo das letras “Cur”), mas o suficiente para ser detetada.

estrela do candidato a exoplaneta. Planetas mais pequenos produzirão um efeito menor e vice-versa.

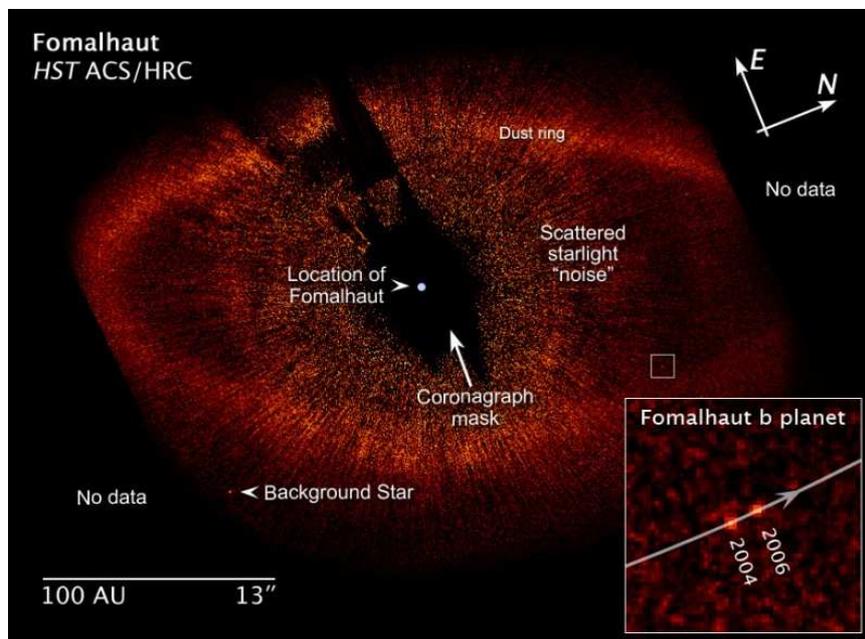
## B) Método fotométrico

Há dois fatores que, em simultâneo, dificultam a deteção direta (em imagem) de exoplanetas:

- i) têm uma luz muito ténue, quando comparada com a da estrela do sistema (cf. Figura 2.27);



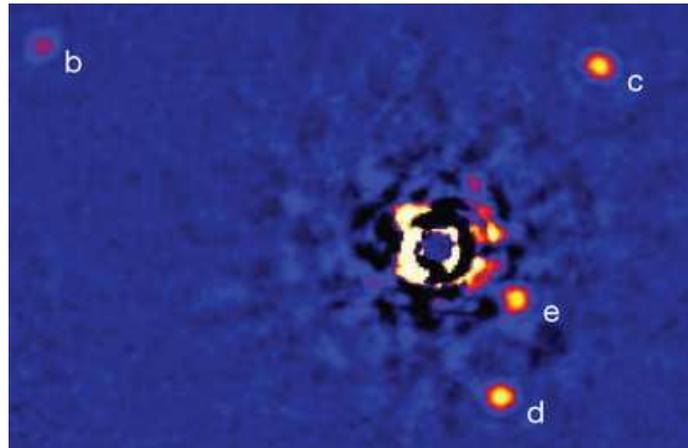
**Figura 2.28** – A missão Kepler, lançada em 6 de Março de 2009, deteta, com muita precisão, trânsitos do espaço. A missão europeia COROT já o faz desde Fevereiro de 2007.



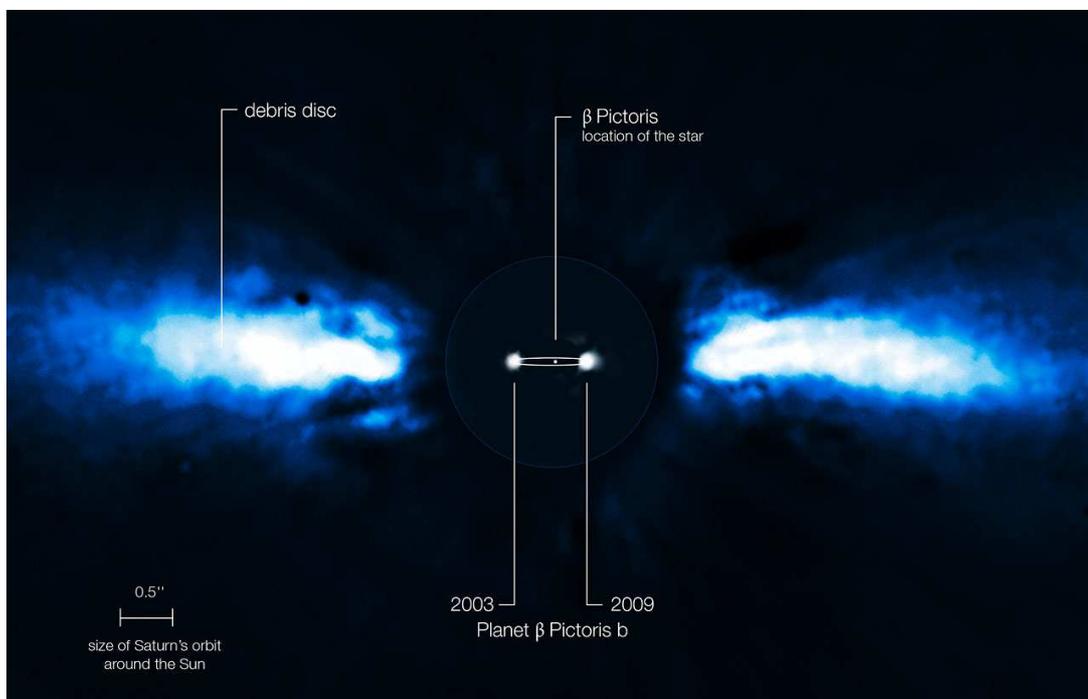
**Figura 2.29** – *Fomalhaut b* é um exoplaneta com imagens diretas feitas com o HST. A estrela Fomalhaut é das mais brilhantes do céu e encontra-se a 25 anos-luz. A sua luz foi tapada pelo coronógrafo do HST. Temos um gigantesto disco de poeiras neste (possível) sistema planetário.

- ii) estão a uma enorme distância, o que implica que o seu movimento em torno da estrela é próximo “demais” para se conseguir ver o planeta (o “contraste” tem de ser muito exagerado).

Mesmo assim, nos últimos anos, ultrapassámos estas barreiras para produzir as primeiras imagens fidedignas de exoplanetas (ou candidatos) – Figuras 2.29 a 2.31.



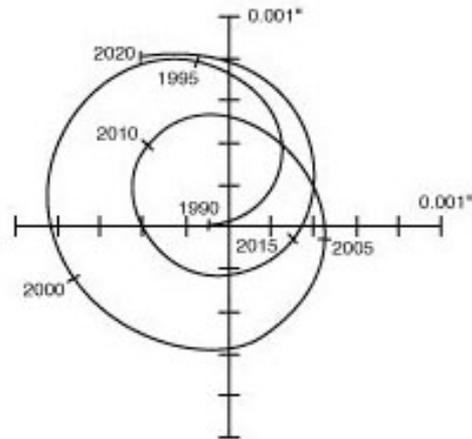
**Figura 2.30** – A estrela HR8799, com o Keck, revela nada mais nada menos que quatro planetas em sua órbita (*b*, *c*, *d* e *e*). A imagem foi feita no infra-vermelho (com ótica adaptativa) e a estrela foi removida com processamento de imagem (sobrou a “confusão” colorida central, um artefacto do processamento).



**Figura 2.31** –  $\beta$  Pictoris b é um exoplaneta com duas imagens diretas feitas pelo ESO (VLT) no intervalo de seis anos. A estrela hospedeira do Sistema Solar está a 50 anos-luz. Notem-se as imensas regiões de poeira no disco planetário em torno da estrela central (apagada artificialmente nesta imagem), que vemos de lado.

### C) Método astrométrico

Tal como a técnica da velocidade radial, o método da Astrometria depende do ligeiro movimento da estrela causado pelo planeta orbitante. Neste caso, procuram-se deslocamentos minúsculos das estrelas no plano do céu (nas outras duas dimensões espaciais), medindo com extrema precisão a posição de uma estrela no céu relativa a outras. Os planetas do nosso Sistema Solar (especialmente Júpiter) têm este efeito no Sol, produzindo um movimento que pode ser detetado por um observador posicionado a



**Figura 2.32** – O deslocamento astrométrico do Sol, essencialmente devido a Júpiter, como seria observado a 10 pc.

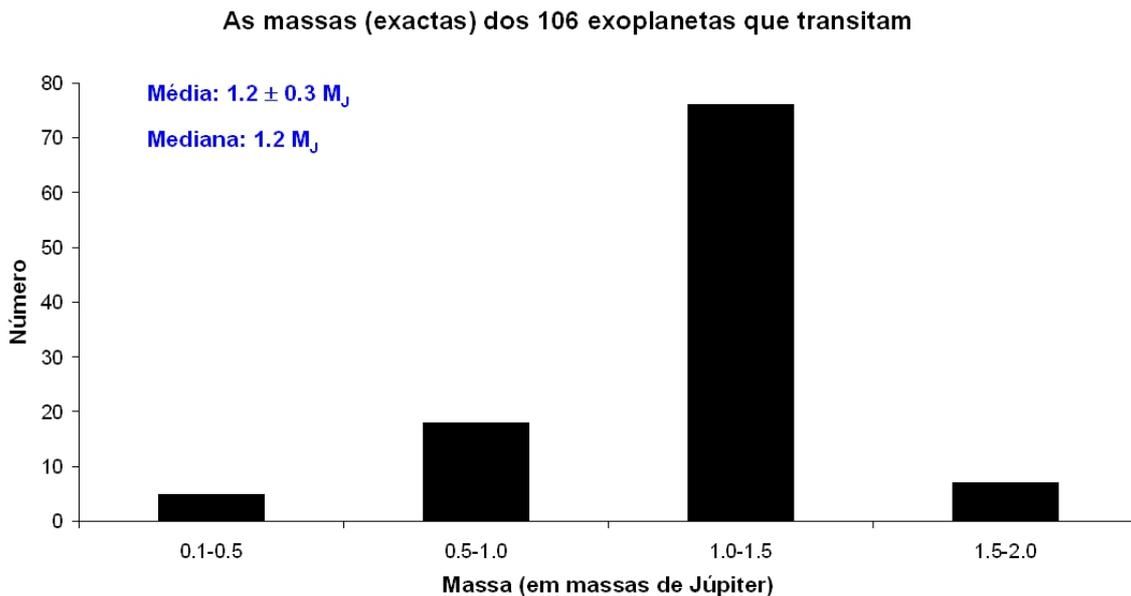
vários anos-luz quando esse, como nós (eventualmente), utilizar interferómetros óticos em formação no espaço (Figura 2.32).

### 2.2.3 Exoplanetas (*características*)

Milhares de estrelas de tipo espectral F/G (como o Sol) e gigantes (K) já foram estudadas espectroscopicamente. Segue um resumo do ponto de situação (463 exoplanetas foram já descobertos por este método – 33 por outros):

- 463 planetas descobertos em 392 sistemas planetários, 45 dos quais são múltiplos (o número recorde é de seis planetas num sistema); 106 dos planetas transitam a estrela-mãe
- 58% dos exoplanetas estão a  $r_{\text{médio}} < 1$  UA da estrela-mãe (muito próximos)
- tipicamente, as suas órbitas são muito excêntricas ( $e > 0.1$  para 57%)
- a maioria dos exoplanetas com massa determinada (78%) tem  $M > M_J$ ; o mínimo é  $\sim 0.15M_J$ ; assim, no grosso, são considerados “Jupiteres”, possivelmente compostos por H e He, exclusivamente; no entanto, há um grave problema com estas medições: como não se conhecem as inclinações das órbitas, as massas determinadas são limites *inferiores*<sup>10</sup>, à exceção dos 106 que transitam a estrela-mãe (Figura 2.33)

<sup>10</sup> Cerca de 3% poderão mesmo ter  $M > 13M_J$ , colocando-se a justa questão se não serão anãs castanhas...



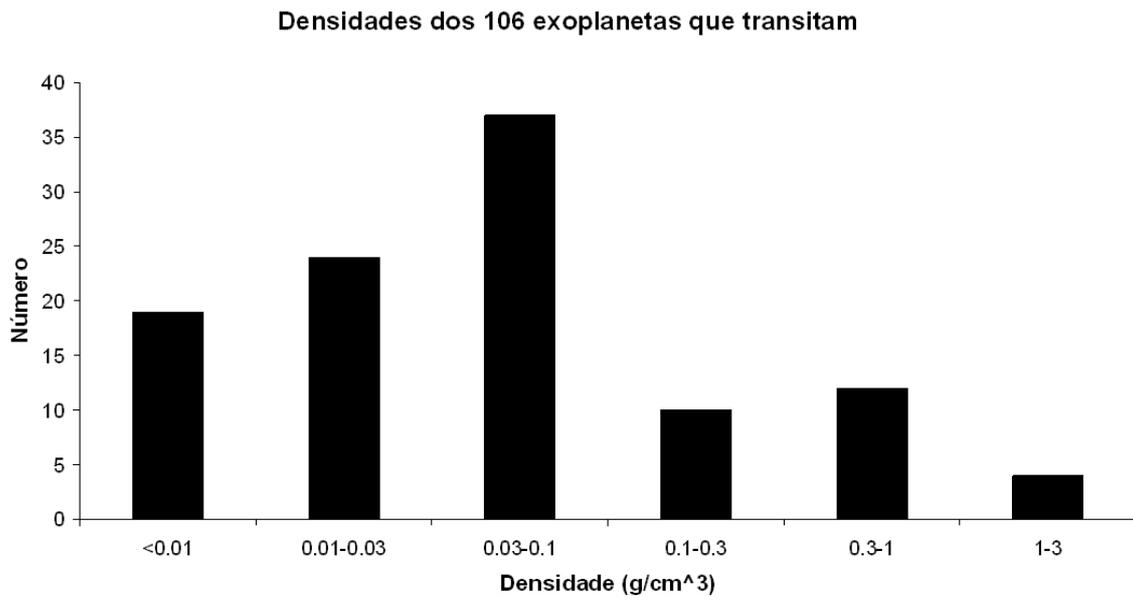
**Figura 2.33** – Para os 106 exoplanetas que transitam a estrela-mãe, é possível determinar a massa com exatidão e, assim, construir este gráfico. Claramente, o grosso tem uma massa semelhante à de Júpiter.

- as densidades (Figura 2.34) colocam-nos bem longe dos planetas “rochosos” (estes têm  $>3 \text{ g/cm}^3$ ); de facto, o típico é terem  $0.1 \text{ g/cm}^3$ . Existe apenas um (WASP-19b) com  $3.3 \text{ g/cm}^3$  (semelhante a Marte). Há sete *gigantes gasosos* ( $0.7\text{-}1.7 \text{ g/cm}^3$ ) – como Saturno ou mais densos.

Há outro exoplaneta descoberto recentemente pela sonda Kepler (ainda não se encontra na análise feita nas Figuras 2.33 e 2.34) com uma densidade “rochosa” (Kepler 10b):  $8.8 \text{ g/cm}^3$ , uma densidade semelhante à do ferro.

Uns poucos exoplanetas já se mostraram como balofos, com uma atmosfera, possivelmente, em rápida evaporação. Outros, devido à proximidade à estrela-mãe, também se mostraram como “hot Jupiters”, planetas tão quentes que, possivelmente, evaporam totalmente.

Há um excelente site onde se podem encontrar informações atualizadas sobre exoplanetas: <http://exoplanet.eu>.



**Figura 2.34** – Para os 106 exoplanetas que transitam mostramos a distribuição de densidades.



## 3 - Estrelas

### 3.1 - O Sol<sup>11</sup>

#### 3.1.1 Características

O Sol, como todas as estrelas, formou-se pelo colapso de uma grande nuvem gasosa. As elevadas temperatura, densidade e pressão centrais, desenvolvidas gradualmente, desencadearam reações nucleares de fusão nascendo, assim, o *proto-Sol*.

O Sol demora, aproximadamente, 25 dias a completar uma rotação no equador, enquanto uma rotação nos pólos demora cerca de 36 dias. Por isso, tem rotação diferencial (não é um corpo rígido, como é o caso aproximado da Terra).

O Sol é constituído, principalmente, por hidrogénio (71% da sua massa) e hélio (27%). Apenas 2% em massa correspondem a outros elementos.

Por ser, de longe, a estrela mais próxima, o Sol permite estudos detalhados e, indiretamente, “conhecer” outras estrelas. Algumas das suas características físicas:

$$T_{\text{superfície}} \sim 5500^{\circ}\text{C} (\sim 5800 \text{ K})$$

$$T_{\text{interior}} \sim 15\,000\,000^{\circ}\text{C}$$

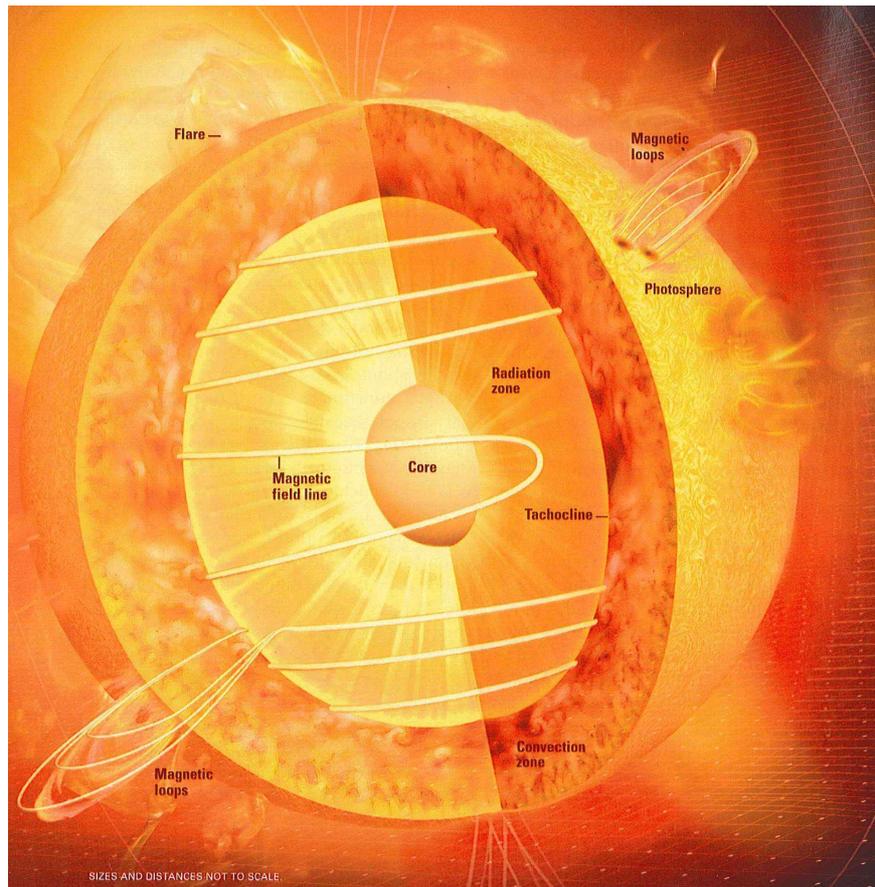
$$\rho_{\text{interior}} \sim 150 \text{ g/cm}^3$$

As elevadas temperaturas (mesmo na superfície) implicam que os principais constituintes (hélio e hidrogénio) não se encontram no estado neutro mas têm os seus núcleos (nucleões) separados dos eletrões: o grosso do Sol é constituído por *plasma*, uma “sopa” de prótons, nucleões e eletrões. Devido ao movimento contínuo destas partículas (carregadas) no Sol, o plasma gera (e é controlado por) intensos campos magnéticos que controlam quase todos os fenómenos que acontecem na nossa estrela (Figura 3.1).

São as elevadas temperaturas interiores (milhões de graus) que permitem que os nucleões, eletrões e outras partículas tenham reações de *fusão nuclear*, responsáveis pela elevada quantidade de energia que o Sol emite (Secção 3.4), e que evitam, ao

---

<sup>11</sup> **AVISO IMPORTANTE:** Nunca olhar para o Sol através de um telescópio ou binóculo sem o filtro apropriado, pois isso pode causar danos graves e irreversíveis tais como a cegueira total ou parcial.



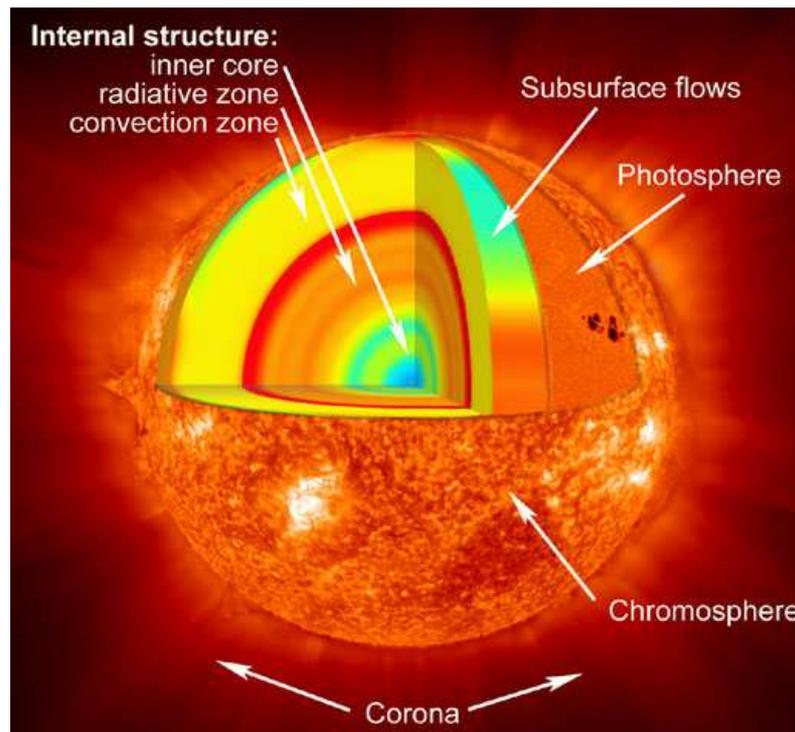
**Figura 3.1** – O Sol, pensa-se que à imagem de todas as estrelas com massa similar, é dominado por campos magnéticos: quase todos os fenómenos acontecem devido a estes: manchas solares, protuberâncias, explosões, etc.

mesmo tempo, que este colapse sobre o próprio peso (devido à pressão de radiação que o contrabalança).

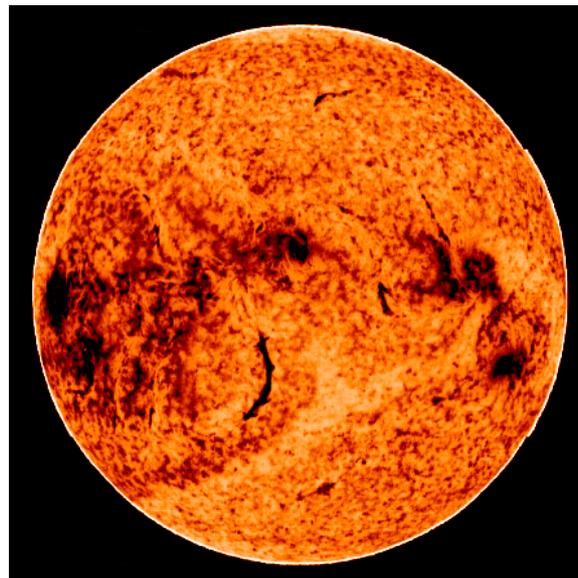
O Sol divide-se no interior (*núcleo*, *zona radiativa* e *zona convectiva*), superfície (*fotosfera*) e atmosfera (*cromosfera* e *coroa*) – Figuras 3.2 a 3.4. A energia é transportada por *convecção* em 2/3 do Sol e por *radiação* no resto (camadas mais interiores) – Figura 3.5. Para estrelas com menos massa do que o Sol (mais frias) a camada convectiva domina ainda mais. Estrelas muito massivas (quentes) não têm camada convectiva, só radiativa. Um fóton demora, em média, um milhão de anos a chegar à fotosfera, desde que é gerado no núcleo do Sol.

### 3.1.2 O vento solar

O Sol emite um fluxo de baixa densidade de partículas carregadas (na sua maioria elétrons e prótons), o *vento solar*, que se propaga pelo Sistema Solar a 450 km/s (versão

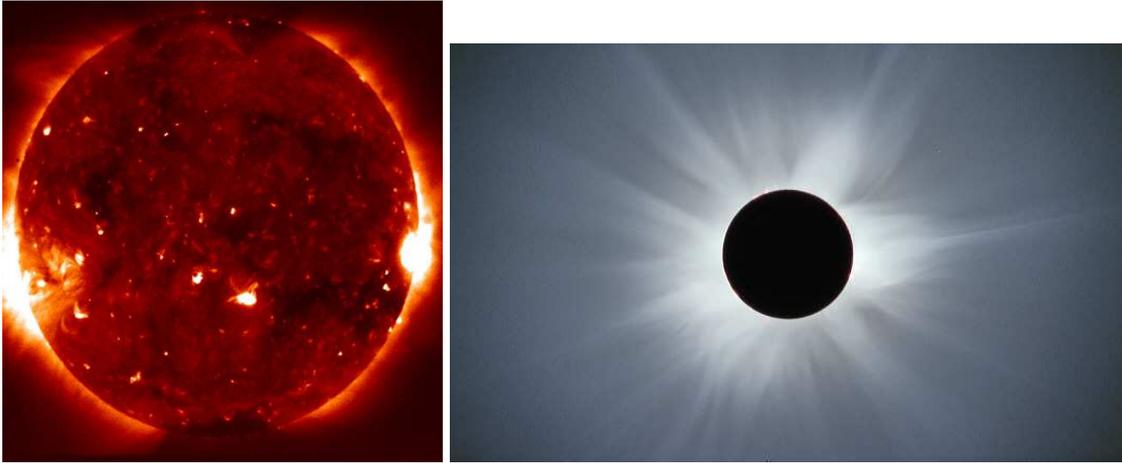


**Figura 3.2** – O Sol divide-se no interior (núcleo – azul claro; zona radiativa – vermelho/laranja; zona convectiva – amarelo), superfície (fotosfera) e atmosfera (cromosfera e coroa).

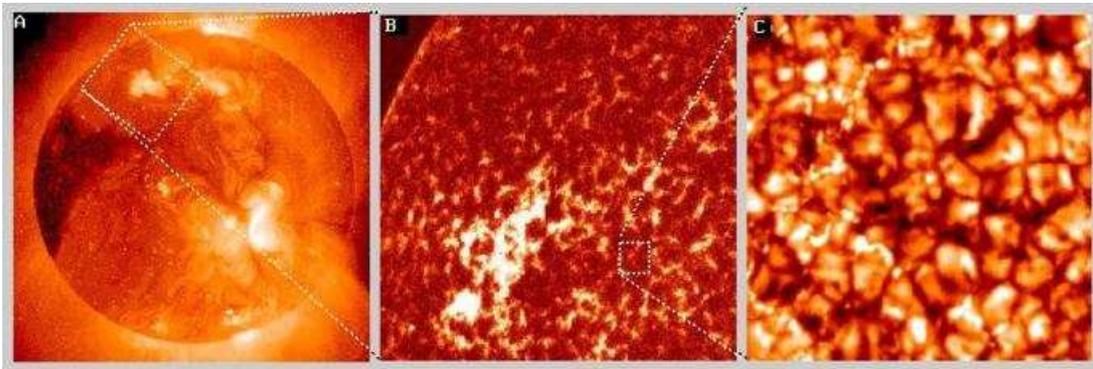


**Figura 3.3** – A cromosfera é bem visível no IV uma vez que a sua temperatura é mais baixa que a da fotosfera (fica-se pelos  $4200^{\circ}\text{C}$  ou  $\sim 4500\text{K}$  junto à fotosfera, aumentando para o exterior). É essa temperatura baixa em relação à fotosfera que é responsável pelo espectro de riscas de absorção do Sol, onde quase toda a sua composição é “lida”.

equatorial, lenta; há uma versão polar, mais rápida:  $750\text{ km/s}$ ) e que tem origem direta na coroa. Quando cá chegam, cerca de quatro dias depois do seu envio, algumas destas partículas são conduzidas pelo campo magnético da Terra até aos pólos originando as *auroras* (boreais ou austrais), que são particularmente intensas próximo do máximo solar (Figura 3.6). O vento solar é, também, responsável pelas caudas dos cometas,



**Figura 3.4** – À esquerda, a coroa solar nos raios X, como vista pelo Hinode. Esta chega aos três milhões de graus de temperatura, devido à aceleração das partículas de plasma pelo fortíssimo campo magnético do Sol. À direita mostra-se a coroa no visível, fácil de observar durante eclipses totais do Sol, mas apenas então, pois é um *milhão* de vezes menos brilhante que o Sol (no visível).

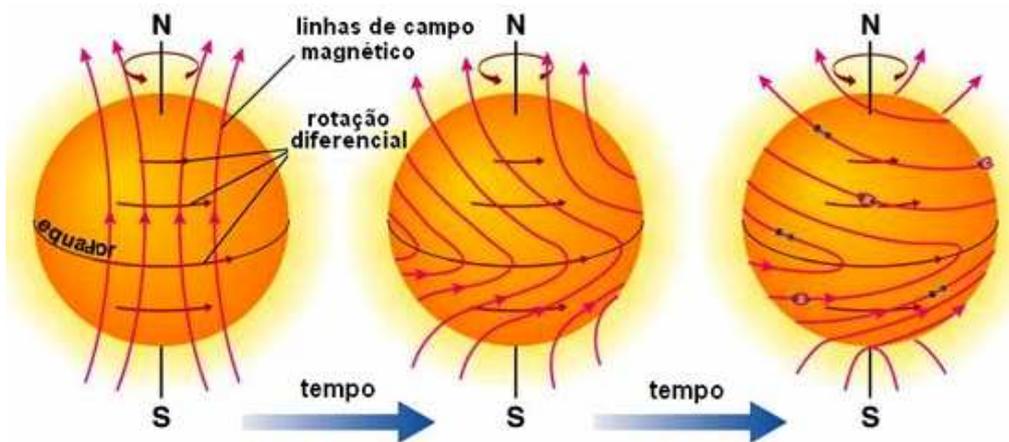


**Figura 3.5** – As células de convecção têm cerca de 5000 km de diâmetro e movimentam-se (alteram-se) em minutos.

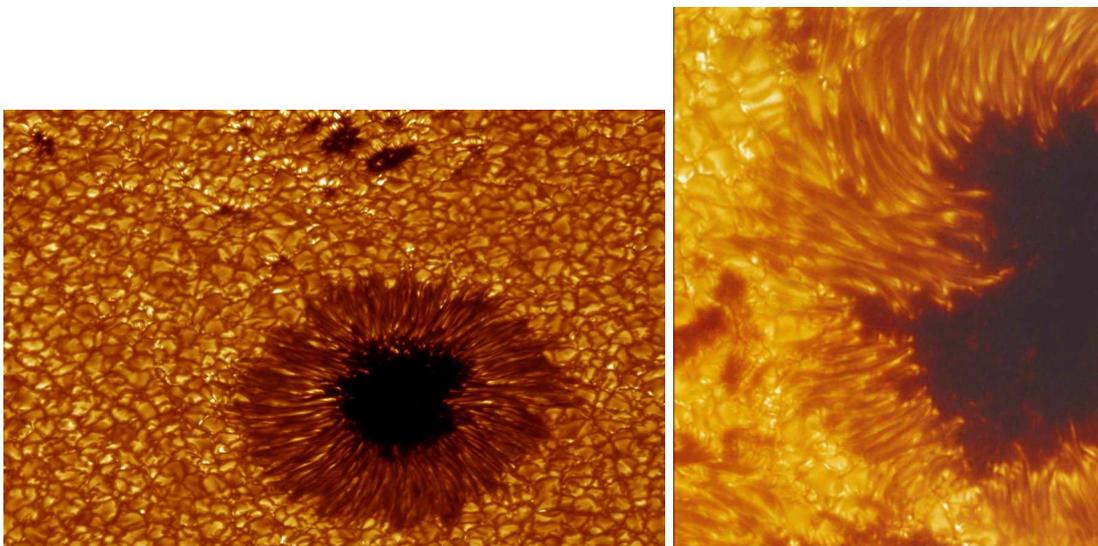


**Figura 3.6** – Uma aurora boreal: emissão de átomos da alta atmosfera terrestre que foram excitados por partículas do vento solar.

como já vimos na Secção 2.1. Perto da Terra a sua densidade é de 10-100 partículas/cm<sup>3</sup>.



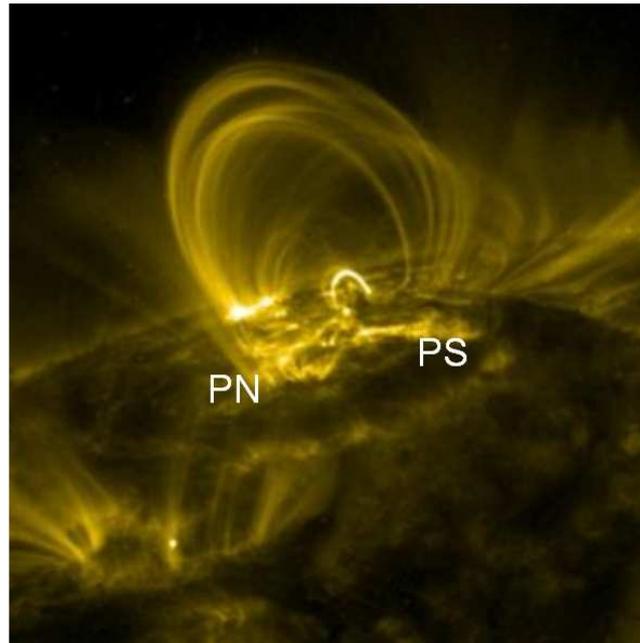
**Figura 3.7** – A rotação diferencial do Sol é a responsável pelo ciclo magnético solar, pois as linhas de campo vão-se enrolando até à polaridade do Sol se inverter.



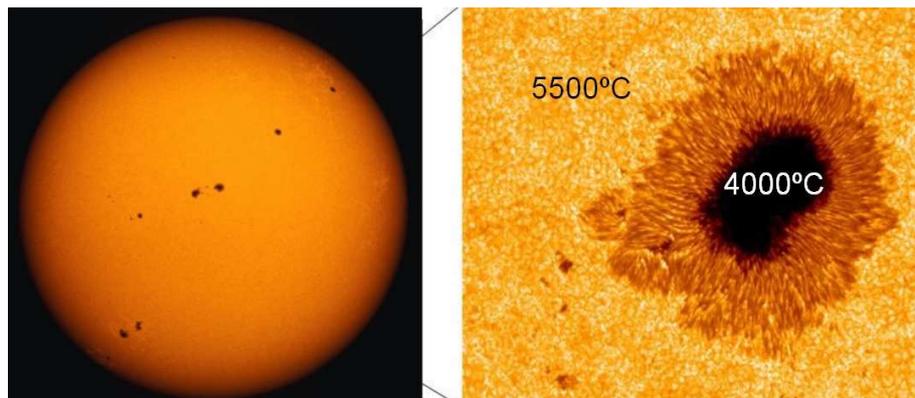
**Figura 3.8** – As manchas solares compreendem uma região central escura, denominada *sombra* e, em torno desta, uma região mais brilhante, chamada *penumbra*. À direita apresenta-se uma mancha solar em grande detalhe, onde se vêem especialmente bem os túbulos de plasma, limitados por linhas de campo magnético.

### 3.1.3 O ciclo de atividade solar de 11 anos

A rápida rotação no equador do Sol, comparada com a mais lenta junto aos pólos vai torcer as linhas de campo magnético até ao ponto em que os pólos trocam a polaridade (mínimo solar). Nos outros extremos, o Sol tem um máximo de actividade (máximos solares) em ciclos de 11 anos (Figura 3.7). As *manchas solares* são o fenómeno mais visível e famoso deste ciclo (Figuras 3.8 a 3.10). Têm origem em zonas onde o campo magnético é intenso e sai (ou entra) da (na) fotosfera: surgem sempre aos pares, com polaridades opostas. O número de manchas chega a ~250 nos máximos solares e pode baixar a zero nos mínimos. O ciclo magnético do Sol é de 22 anos (de 11 em 11 trocam-se os pólos).



**Figura 3.9** – Cada mancha solar tem origem numa zona onde o campo magnético do Sol é especialmente intenso: material (plasma) é retirado de um lado para o outro. Há um arrefecimento que resulta numa mancha, em cada um dos lados (surge sempre aos pares), cada uma com a sua polaridade.



**Figura 3.10** – O Sol, perto de um máximo, apresenta um elevado número de manchas, muitas facilmente visíveis a olho nu (utilizando filtro adequado, claro). À direita apresenta-se uma mancha em detalhe com a parte da umbra (ou sombra) mais escura (e fria – 4000° C) que a penumbra. Por sua vez, esta confina com a fotosfera que, nos 5500°C, está 1500°C acima da sombra. Por isso é tão fácil ver as manchas solares (elevado contraste).

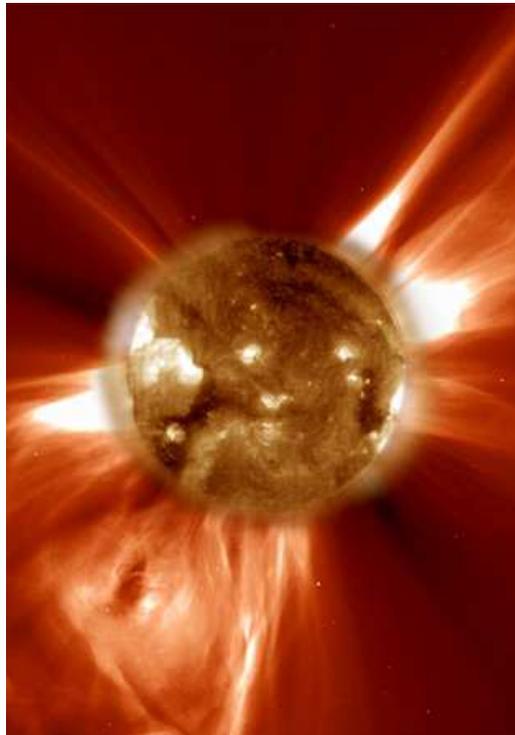
Mas não há só manchas no Sol, como fenómeno magnético. Entre outros contam-se as *protuberâncias*: imensos jatos de gás, guiados por linhas de campo magnético, que podem atingir 300 000 km de altura (Figura 3.11).

#### 3.1.4 Coronal Mass Ejection (CME)

A camada mais exterior da atmosfera solar, a coroa, tem um intenso campo magnético. As linhas de campo, normalmente, são fechadas acima das manchas solares. Por vezes, no entanto, devido à exagerada torção do campo, as linhas podem “reconectar-se”,



**Figura 3.11** – Uma protuberância solar.



**Figura 3.12** – Uma CME a sair do Sol, em baixo à esquerda.

trocando-se umas com as outras. Nesse instante ocorre a libertação de bolhas ou “línguas” de plasma, as chamadas Coronal Mass Ejections (CMEs), que podem enviar para o espaço quantidades brutais de matéria de uma só vez (até  $10^{14}$  kg) – Figura 3.12. As CMEs são uma constante no Sol, sendo mais intensas perto dos máximos solares.

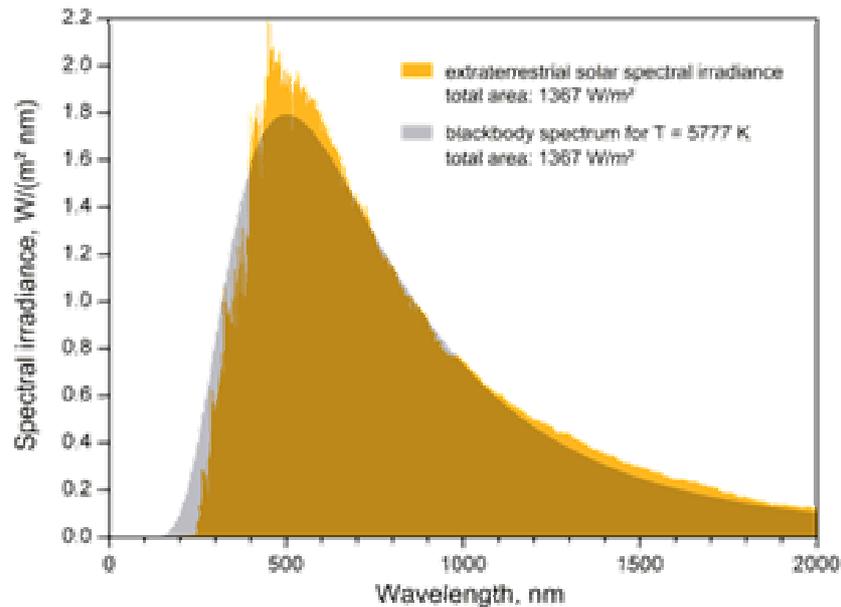


Figura 3.13 – A aproximação do Sol por uma curva de Planck.

## 3.2 – Espectros, Luminosidades e Massas

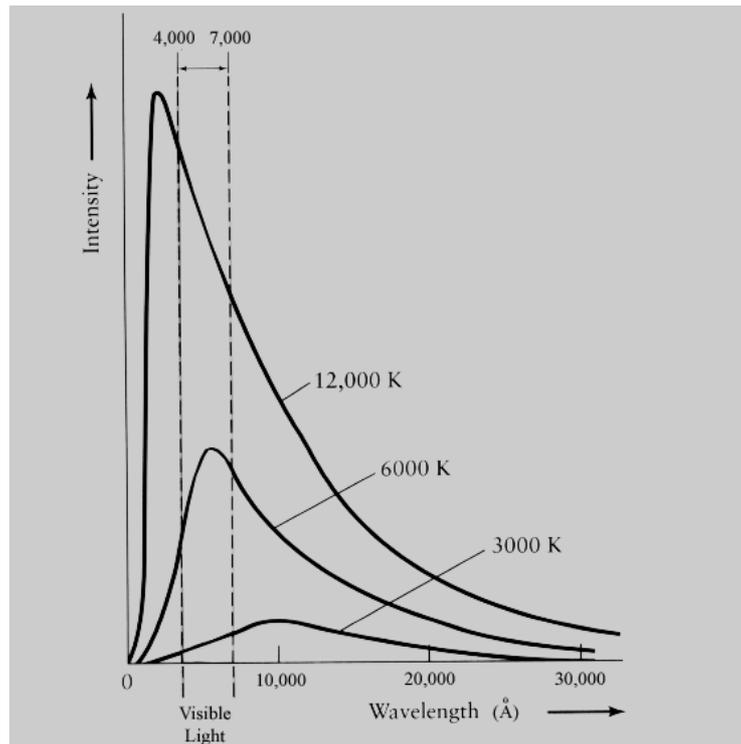
### 3.2.1 Espectros

A cor dominante de uma estrela está relacionada com a sua temperatura de *corpo negro*. Este é um objeto que emite radiação térmica perfeitamente e, como tal, precisa de ter uma absorção perfeita de luz. É um objeto ideal termodinâmico, que segue, à risca, a Lei de Planck:

$$I(\lambda, T) = 2hc^2 / [\lambda^5 (\exp(hc/k\lambda T) - 1)]$$

No caso das estrelas, por não serem corpos negros ideais (mas aproximados), utilizamos a sua *temperatura efectiva* ( $T_e$ ) como sendo aquela em que a correspondente curva de Planck (com  $T=T_e$ ) tem a mesma energia total que a curva de intensidade real da estrela (em função de  $\lambda$ ) - Figuras 3.13 e 3.14.

Com o estudo dos seus espectros, conseguiram-se agrupar as estrelas em classes espectrais, das estrelas mais quentes para as mais frias: OBAFGKM (a estas acrescem as recentemente descobertas classes L e T) – Tabela 3.1. Cada classe espectral está, ainda, dividida em 10 subclasses, indicadas com números de 0 a 9: as estrelas de tipo O3 são as mais quentes (ainda não se conhecem estrelas de tipo O0, O1 ou O2), seguidas por O4, O5, O6, etc.



**Figura 3.14** – A intensidade de emissão,  $I(\lambda)$ , de corpos negros, dada pela Lei de Planck, quando se fixam três temperaturas. Quanto maior for a temperatura, menor o comprimento de onda de pico (Lei de Wien:  $\lambda \text{ (cm)} = 0.29/T(\text{K})$ ) e mais alto é este.

**Tabela 3.1** – As estrelas classificam-se em sete classes espectrais principais: OBAFGKM (aqui não se apresentam as recentes classes LT). Pela Lei de Planck, o espectro dá-nos a temperatura, para além da quantidade de hidrogénio (pelas respetivas riscas) e da cor (pela região do visível onde se localiza o pico – ver Figura 3.14). Assim, podemos distinguir rapidamente umas das outras, combinando as características Cor/Hidrogénio ou só pela Temperatura.

Classe	Hidrogénio (abundância)	Cor	Temperatura (K)
O	Pouco	Azul	> 30 000
B	Bastante	Azul	10 000 – 30 000
A	Muito	Azul – Branco	7 500 – 10 000
F	Bastante	Branco	6 000 – 7 500
G	Pouco	Amarelo	5 200 – 6 000
K	Quase nenhum	Vermelho – Laranja	3 700 – 5 200
M	Quase nenhum	Vermelho	< 3 700

### 3.2.2 Luminosidade

Assumindo que uma estrela se comporta como um corpo negro (termodinâmico), o seu fluxo energético (na superfície) é dado por:

$$F = \sigma T_e^4 \quad (W/m^2)$$

Assim, dado o raio  $R$  da estrela, a luminosidade (em W) é dada por:

$$L = 4\pi R^2 F = 4\pi R^2 \sigma T_e^4$$

### 3.2.3 Massas

As estrelas “normais” mais pequenas (classes M, L e T, chamadas de *anãs vermelhas*) têm uma massa de  $0.08 M_\odot$  (ou  $80 M_J$ ). Objectos menos maciços do que estas não fundem hidrogénio. No entanto, podem fundir deutério até uma massa tão baixa quanto  $13 M_J$ . Chamam-se *anãs castanhas* a estas estrelas (classes L e T) – daí a dúvida, quando se encontram objetos de massas superiores a esta em torno de estrelas, de lhes chamar exoplanetas ou anãs castanhas (Secção 2.2.3) – claro que o primeiro termo é bem mais popular...

As estrelas mais massivas conhecidas têm  $150M_\odot$ . Estas são maiores, têm mais gravidade e também mais temperatura e pressão no núcleo, acelerando a fusão do hidrogénio. Produzem mais energia, mais depressa.

Há uma relação massa-luminosidade para todas as *estrelas da sequência principal* do Diagrama H-R (a estudar na Secção 3.3), deduzida empiricamente (à custa de milhares de estrelas observadas e medidas nesses dois parâmetros):

$$L / L_\odot = (M / M_\odot)^{3.5}$$

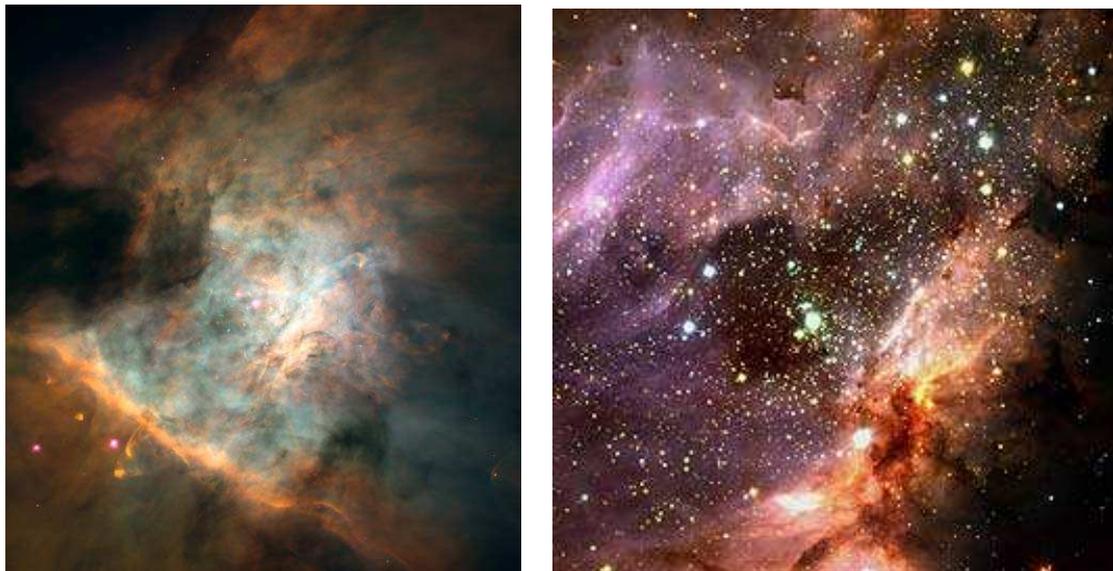
## 3.3 – Origem, evolução e morte (diagrama HR)

### 3.3.1 Origem

As nuvens de gás e poeiras têm um equilíbrio frágil que é facilmente perturbado pelo contacto com outras nuvens ou por ondas de choque: por exemplo, as resultantes da explosão em Supernova de estrelas próximas ou mesmo devidas a poderosos ventos estelares (Figura 3.15). A nuvem torna-se, então, mais densa e o colapso é, geralmente, inevitável (Figura 3.16).

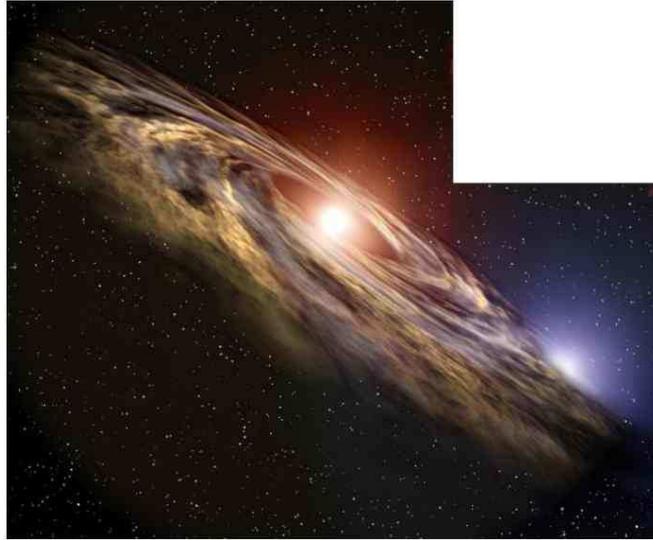


**Figura 3.15** – Ventos estelares que colidem com nuvens gasosas originam, também, o colapso destas, resultando, daí, a formação de estrelas.



**Figura 3.16** – À esquerda a nebulosa de Orion ( $d=420$  pc) é uma autêntica maternidade. “Presentemente” tem cerca de 700 estrelas em formação. À direita apresenta-se uma outra região de intensa formação estelar: a Nebulosa Ómega (M17).

Os pequeníssimos momentos de força existentes na grande nuvem inicial (com alguns pc de dimensão) acabam, pela conservação do momento angular, por implicar que, após o brutal colapso desta nuvem numa bem mais pequena (centenas de UA), a sua rotação seja significativa. Isto leva, por sua vez, à rápida formação de um disco (a forma mais estável), devido à elevada força centrífuga. É nesse *disco de agregação* (no seu centro e em nódulos densos que se podem formar em outros locais) que se formam as proto-estrelas: usualmente em binários, que são ainda mais comuns que as proto-estrelas isoladas – Figura 3.17.



**Figura 3.17** – Imagem artística de um disco de agregação e formação de uma estrela dupla (como é típico).

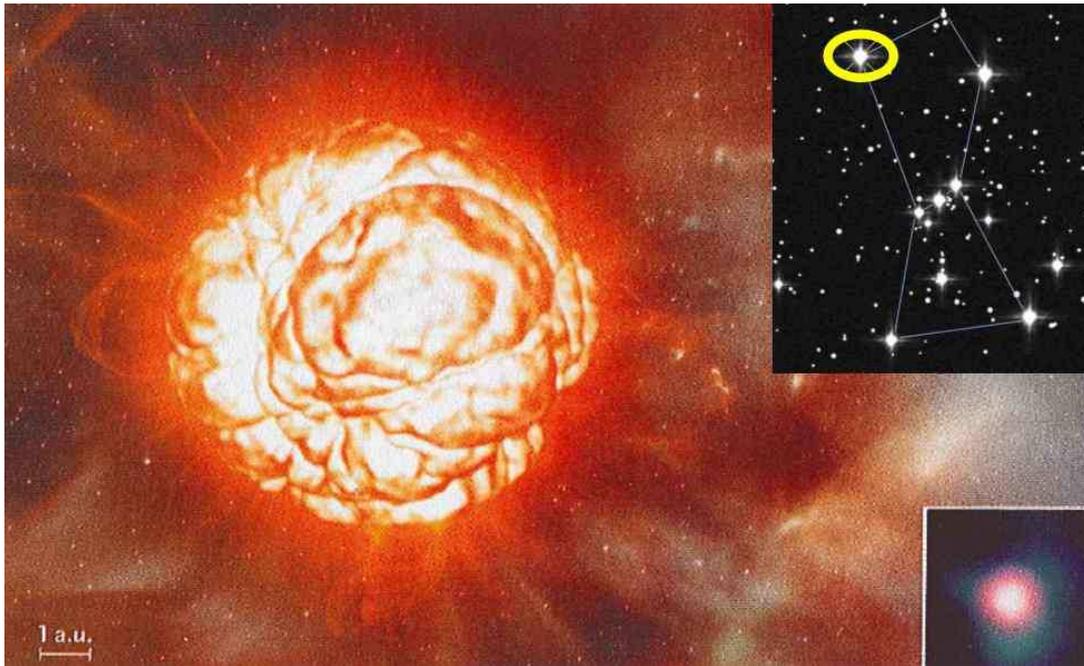
A fase inicial da vida de uma estrela denomina-se de *fase T Tauri* e a única fonte de energia é a contração dos gases. Ainda não é capaz de fusão nuclear no seu centro. Por isso, ainda não se encontra no Diagrama HR.

### 3.3.2 Evolução

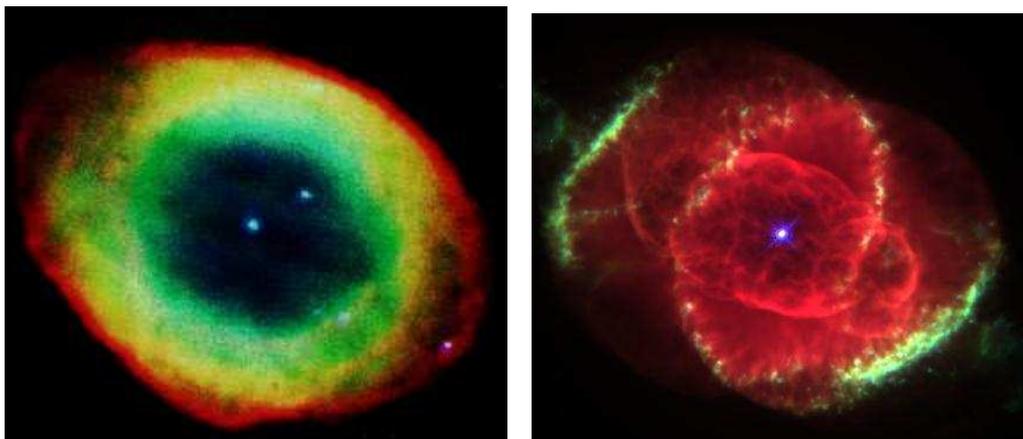
Após iniciada a fusão dos núcleos de hidrogénio esta mantém-se durante 90% da vida da estrela (enquanto esta se encontra na sequência principal no diagrama HR). Numa fase final, esgotado o hidrogénio, as estrelas passam a consumir hélio. Como a pressão de radiação originada pelas bem mais energéticas reações aumenta substancialmente, as camadas exteriores da estrela expandem. Esta passa a gigante ou supergigante vermelha (Figura 3.18).

A evolução de uma estrela depende apenas da quantidade de combustível disponível, ou seja, da sua massa. E basta conhecermos a massa inicial, para sabermos o destino de uma estrela. Em traços gerais, a evolução é como segue, em função da respectiva *massa inicial*:

- $M < 0.5 M_{\odot}$  – ao fim de  $10^{10-11}$  anos (acaba H) a estrela sai da sequência principal e vai, lentamente, regredindo (consome He) até acabar como *anã branca* (contituída por C/O). Quando esta tem uma companheira, a agregação de material extra leva à sua explosão em nova ou mesmo em *supernova de Tipo Ia*.

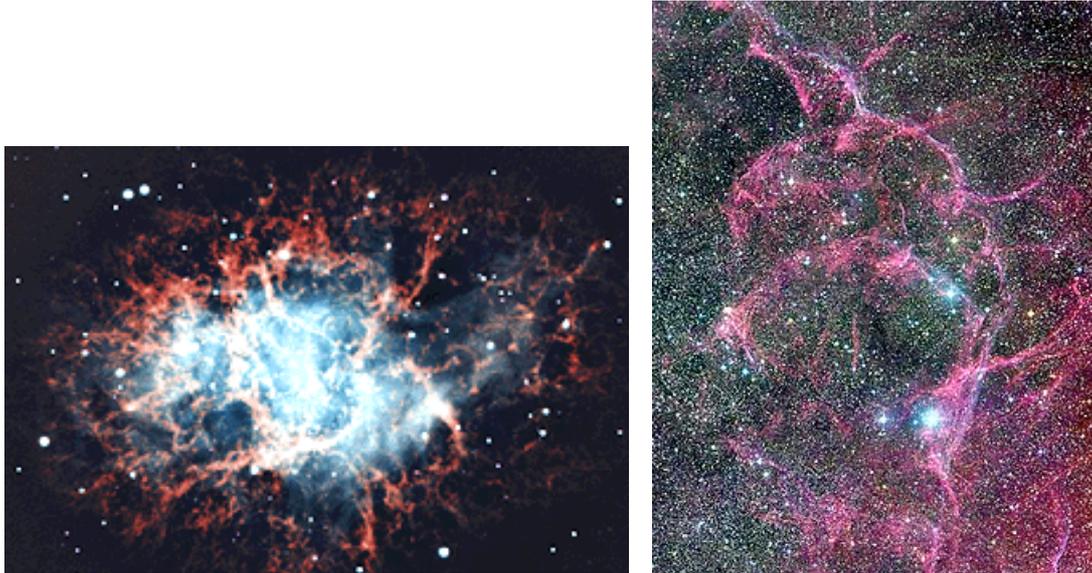


**Figura 3.18** – Imagem artística da estrela Betelgeuse (de Orion, destacada acima à direita), uma supergigante. O modelo é baseado na imagem real à direita (em baixo), tirada com um dos telescópios do VLT do ESO (com óptica adaptativa).



**Figura 3.19** – Duas nebulosas planetárias: M57 ou Anel (à esquerda) e Olho de Gato ou NGC6543 (à direita).

- $0.5 M_{\odot} < M < 1.44 M_{\odot}$  – ao fim de  $10^{10}$  anos (acaba H) a estrela sai da sequência principal e vai consumir He; desta vez, no entanto, as suas camadas exteriores vão expandir-se por pressão de radiação, passando às fases de *subgigante* e *gigante vermelha*; o interior da estrela também acaba como anã branca (C/O) mas o exterior “solta-se” para o espaço transformando-se num anel de material em expansão (chamado de *nebulosa planetária* – Figura 3.19).
- $1.44 M_{\odot} < M < 8 M_{\odot}$  – ao fim de  $10^9$  anos (acaba H) a estrela tem uma evolução totalmente idêntica ao caso anterior mas mais rápida.



**Figura 3.20** – Dois Restos de Supernova: Caranguejo (ou M1), à esquerda, e Vela.

- $M > 8 M_{\odot}$  – estas estrelas nascem como *supergigantes azuis*; ao fim de  $10^{7-8}$  anos (acaba H) passam rapidamente pela fase de supergigante vermelha antes de explodirem em *supernova (tipos Ib, Ic e II)*, devido ao colapso gravitacional do massivo núcleo – Figura 3.20; caso este tenha  $M < 3 M_{\odot}$ , a estrela colapsa numa *estrela de neutrões*; caso contrário ( $M > 3 M_{\odot}$ ) acaba num *buraco negro*.

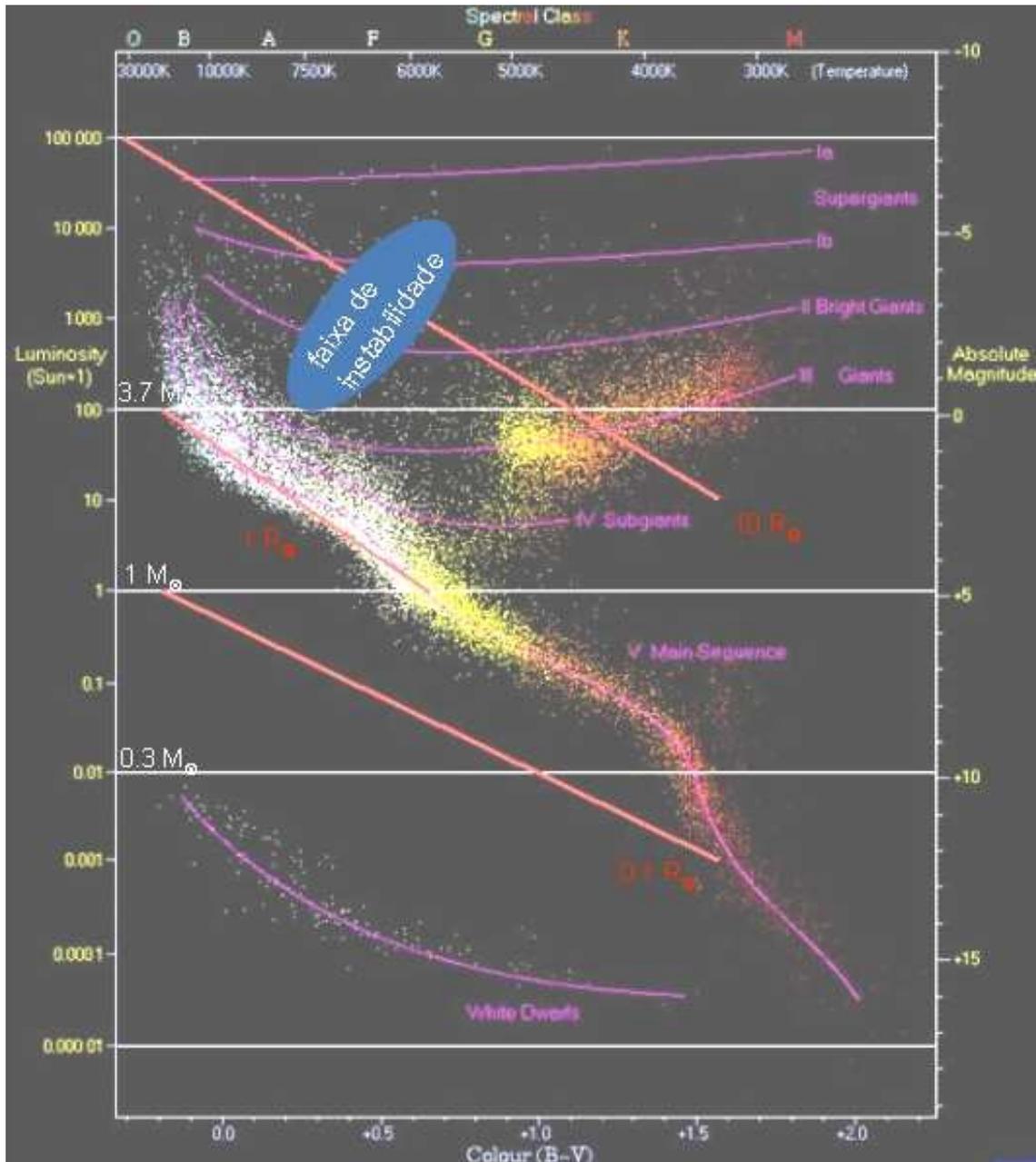
### 3.3.3 Diagrama HR (Hertzsprung-Russell)

Conhecendo a distância a milhares de estrelas, conhecemos a sua luminosidade. Recorrendo a espectrómetros obtemos a sua “composição” e temperatura (por ajuste de Curva de Corpo Negro). Obtém-se, assim, um dos diagramas mais famosos da Astronomia, o de Hertzsprung-Russell (H-R ou HR) – Figuras 3.21 e 3.22.

### 3.4 As reações nucleares

No centro das estrelas, as elevadas temperatura, densidade e pressão permitem reações nucleares de fusão em cadeia, geradoras de energia. A cadeia dominante em *estrelas mais frias do que o Sol* é denominada *protão-protão* ou pp (utilizamos  $\gamma \equiv$  fóton;  $\nu \equiv$  neutrino;  $e^+ \equiv$  positrão;  $D \equiv {}^2\text{H}^+$ ):

- i)  $p + p \rightarrow D + e^+ + \nu$  (=1.44 MeV)      (lenta:  $10^{10}$  anos;  $T \sim 10^{6-7}$  K)
- ii)  $D + p \rightarrow {}^3\text{He} + \gamma$  (=5.49 MeV)      (rápida: 6 seg)
- iii)  ${}^3\text{He} + {}^3\text{He} \rightarrow {}^4\text{He} + p + p + \gamma$  (=12.85 MeV)      ( $10^6$  anos)



**Figura 3.21** – O diagrama H-R (construído à custa de cerca de 22 mil estrelas do catálogo do Hipparcus). As estrelas espalham-se pelo diagrama nas seis zonas indicadas a lilás: Supergigantes (Ia e Ib), Gigantes Brilhantes, Gigantes, Subgigantes, Sequência Principal e Anãs Brancas. A classe espectral, com cor, indica-se em cima (e as próprias estrelas refletem essas cores), junto às temperaturas. O correspondente índice de cor (B-V) indica-se na escala de baixo. Finalmente, nas escalas verticais, temos as equivalentes luminosidade (em escala logarítmica) e grandeza absoluta. Uma faixa de instabilidade existe, onde se encontram todas as estrelas variáveis que estão a passar da fase de Sequência Principal à de Gigante, ou desta à fase de Anã Branca (com consequente expulsão de gases, que originam uma Nebulosa Planetária). A luminosidade tem uma relação (empírica) direta com a massa (estrelas de sequência principal), daí marcamos linhas horizontais brancas (em massa). A luminosidade e a temperatura de uma estrela relacionam-se com o seu raio (são, por isso, indicados valores de raio em traços oblíquos cor de rosa). O Sol encontra-se na interseção dos traços “ $1R_{\odot}$ ” e “ $1M_{\odot}$ ”.

Note-se que, embora para chegar a iii) seja preciso fazer i-ii) duas vezes, no final “recuperam-se” dois dos prótons e, assim, o balanço global é “ $4H \Rightarrow 1He$ ”.

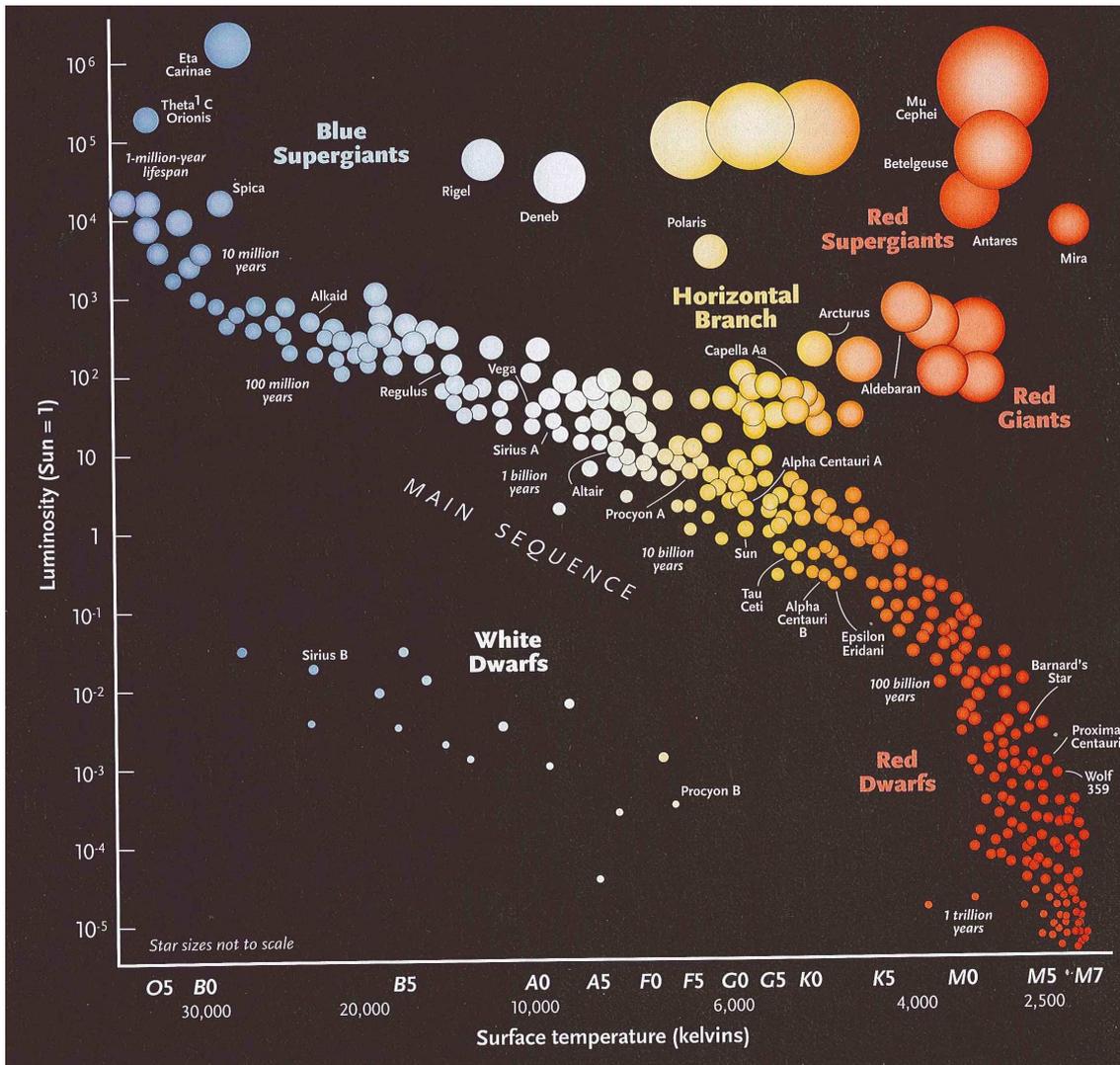


Figura 3.22 – O diagrama H-R noutra versão, mais esquemática.

A cadeia dominante em *estrelas quentes* é o *ciclo do carbono*: é “de catálise”, pois o  $^{12}\text{C}$  original recupera-se no fim (temos, outra vez, “ $4\text{H} \Rightarrow 1\text{He}$ ”). Em estrelas como o Sol, esta e a pp são igualmente importantes:

- i)  $^{12}\text{C} + \text{p} \rightarrow ^{13}\text{N} + \gamma (=1.95 \text{ MeV}) \quad (10^7 \text{ anos})$
- ii)  $^{13}\text{N} \rightarrow ^{13}\text{C} + \text{e}^+ + \nu (=2.22 \text{ MeV}) \quad (\text{rápida: } 7 \text{ min})$
- iii)  $^{13}\text{C} + \text{p} \rightarrow ^{14}\text{N} + \gamma (=7.54 \text{ MeV}) \quad (10^6 \text{ anos})$
- iv)  $^{14}\text{N} + \text{p} \rightarrow ^{15}\text{O} + \gamma (=7.35 \text{ MeV}) \quad (10^8 \text{ anos})$
- v)  $^{15}\text{O} \rightarrow ^{15}\text{N} + \text{e}^+ + \nu (=2.71 \text{ MeV}) \quad (\text{rápida: } 82 \text{ seg})$
- vi)  $^{15}\text{N} + \text{p} \rightarrow ^{12}\text{C} + ^4\text{He} + \gamma (=4.96 \text{ MeV}) \quad (10^5 \text{ anos})$

Tabela 3.2 – Os vários tipos de estrela variável.

Grupo	Classes
Intrínsecas	<p><b>Pulsantes</b> Cefeide RR Lyrae</p> <p><b>Eruptivas (cataclísmicas)</b> Nova (clássica) Nova recorrente Nova anã Supernova</p>
Extrínsecas (binárias)	<p><b>Visuais</b> <b>Astrométricas</b> <b>Espectroscópicas</b> <b>Eclipsantes</b></p>

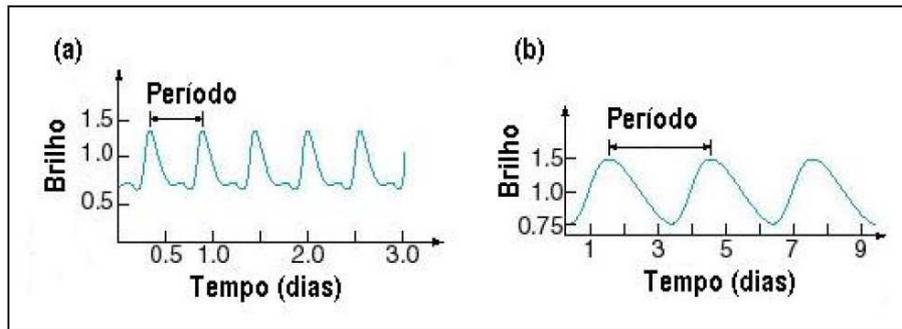
### 3.5 Estrelas binárias, variáveis, cataclísmicas e outras

A maioria das estrelas forma-se num binário: sistema duplo gravitacional, em que ambas rodam em torno de um centro de massa comum, localizado no espaço entre elas (cf. Figura 2.25). Como, na prática, as estrelas binárias podem ser vistas como variáveis, vamos definir estas em classes, dentro do grupo de estrelas variáveis *extrínsecas*. De facto, *Estrelas Variáveis* são aquelas que variam de brilho conforme o tempo, podendo ser periódicas ou não. Encontram-se numa região peculiar do diagrama HR, chamada faixa de instabilidade, localizada perto da zona das gigantes (Figura 3.21). A Tabela 3.2 sumaria os tipos principais e, no que segue, estudamos em pormenor cada um desses tipos.

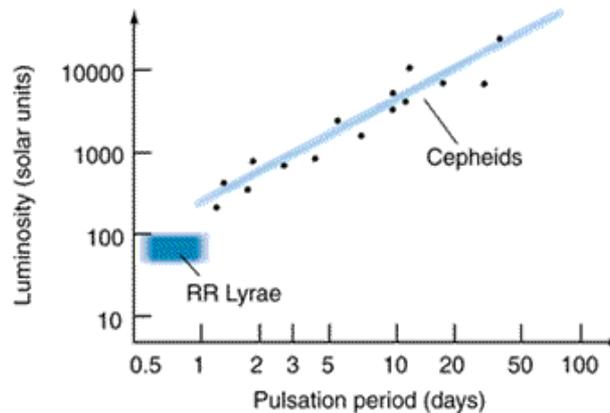
#### 3.5.1 Pulsantes

O brilho deste tipo de estrela variável varia de forma periódica: após terem consumido todo o hidrogénio do núcleo, passam por uma fase de instabilidade (a luminosidade e a temperatura variam de forma regular). Usualmente esta fase acontece, pois, entre a de sequência principal e de gigante vermelha (Figura 3.21).

O período de pulsação das variáveis *RR Lyrae* está entre 12 e 24 horas, enquanto o das *Cefeides* vai de 1 a 100 dias (Figura 3.23). São ambas fundamentais no estabelecimento da “escada das distâncias” que veremos na Secção 6.4. O uso das *RR Lyrae* como indicador de distância é mais restrito que o das *Cefeides* visto que estas têm magnitudes



**Figura 3.23** – Curvas de luz para: (a) variável RR Lyrae; (b) Cefeide.



**Figura 3.24** – A relação Período–Luminosidade para variáveis Cefeides e RR Lyrae à custa da qual determinamos distâncias (a partir da luminosidade/grandezas absoluta e da grandeza aparente que se observa – ver Secção 1.2).

absolutas  $-6 < M_v < -1$  sendo, portanto, mais luminosas que as RR Lyrae ( $M_v \sim -0.6$ ) e podendo, assim, ser identificadas a maiores distâncias (Figura 3.24). No entanto, por todas as RR Lyrae terem, aproximadamente, a mesma grandeza absoluta, a sua luminosidade pode ser calculada facilmente:

$$M_v - M_\odot = -2.5 \log (L/L_\odot) \Leftrightarrow 0.6 - 4.7 = -2.5 \log (L/L_\odot) \Leftrightarrow$$

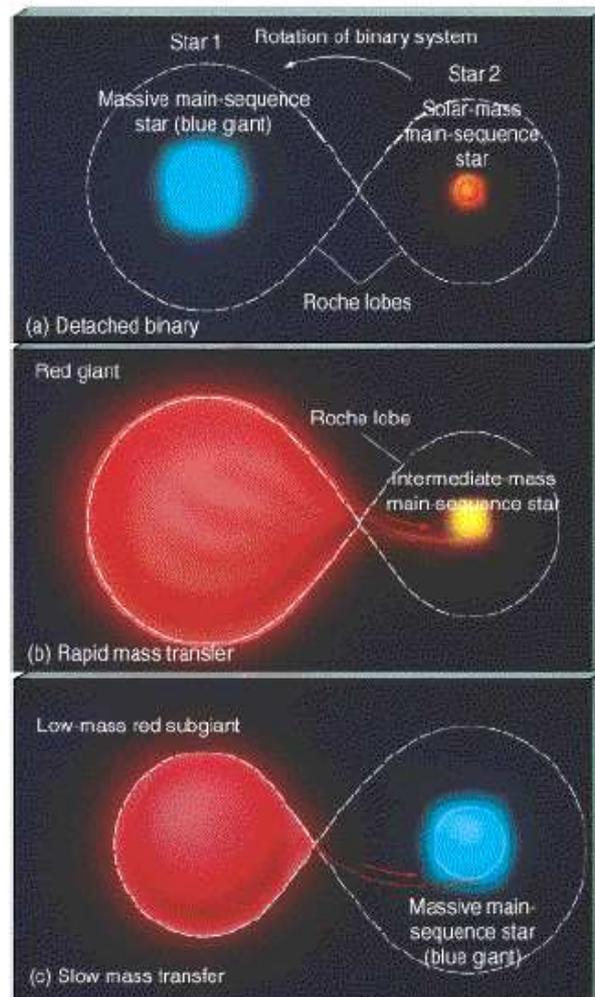
$$\Leftrightarrow (L/L_\odot) = 10^{(-4.1/-2.5)} \approx 10^{1.64} \approx 44 \sim 100$$

$$L_{RR} \sim 100 L_\odot$$

### 3.5.2 Eruptivas (cataclísmicas)

Este tipo de variável exibe uma significativa e rápida mudança na sua luminosidade (devido a violentas explosões causadas por processos termonucleares internos da estrela ou nas camadas mais superficiais).

Numa estrela dupla, ou estrela binária, quando uma das estrelas evolui mais depressa e chega, antes da outra, à fase de anã branca, esta pode captar gás da vizinha (quando esta,



**Figura 3.25** – O enchimento do Lobo de Roche num binário de estrelas (aquele corresponde a uma região do espaço onde a gravidade das duas se equilibra). Originalmente, a estrela 2 tinha  $1.2 M_{\odot}$  enquanto a estrela 1 tinha  $3 M_{\odot}$ . Quando esta cresce para gigante vermelha enche o seu lado do Lobo de Roche e inicia-se a transferência de massa da estrela 1 para a estrela 2. A transferência pode ser tanta que a estrela 2 se torne a mais massiva das duas. Ambas evoluem de forma artificial (a estrela 1 vê a sua evolução atrasada e a 2 vê-a acelerada).

finalmente, chega à fase de gigante vermelha e enche o *Lobo de Roche* – Figura 3.25), eventualmente originando uma estrela *nova*, graças a explosões termo-nucleares no disco de agregação (a fricção hidrodinâmica entre as partículas em rotação leva ao aquecimento destas, podendo chegar-se a temperaturas  $\sim 10^7$  K – começa, então, a fusão do hidrogênio em hélio e surge ejeção de plasma a velocidades de  $\sim 1000$ - $2000$  km/s; a consequência é o brutal aumento da luminosidade do sistema de uma só vez, de uma forma explosiva – Figura 3.26). Se ultrapassar  $1.44M_{\odot}$  ( $T_{\text{disco}} > 10^8$  K) explode em *supernova de tipo Ia* (com silício e hélio no espectro); ou colapsa directamente para uma estrela de neutrões.



**Figura 3.26** – Imagem artística de uma anã branca a agregar matéria (via disco de agregação) de uma gigante vermelha, sua companheira. Note-se o aquecimento no disco (ponto branco).

Há *três* sub-classes de nova que podem surgir devido a este fenómeno (para além do já mencionado tipo Ia de Supernova). Se o aumento da luminosidade é de, aproximadamente, 10 vezes, chamamos ao sistema de *nova anã* (quasi-periódica – é sempre recorrente). Se o aumento é de cerca de 10000 vezes chamamos ao sistema *nova clássica*. Em algumas situações, a ejeção de matéria recomeça, depois de algum tempo (quando a explosão não é destrutiva para o sistema): temos, então, uma *nova recorrente*. É possível que todas as novas clássicas sejam recorrentes.

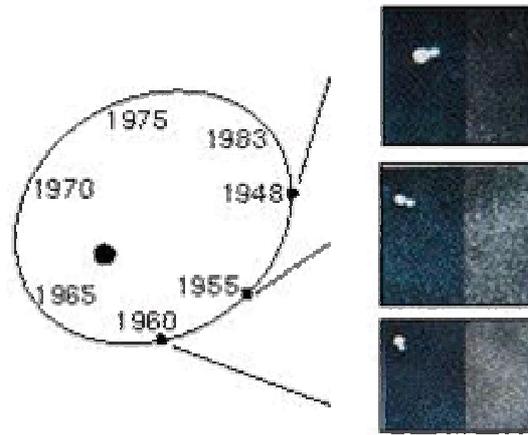
As explosões em *supernova de tipo Ib* (sem silício), *Ic* (sem silício e sem hélio) e *II* (com hidrogénio) correspondem ao final da vida de estrelas com  $M > 8M_{\odot}$  (como visto na Secção 3.3.2).

### 3.5.3 Visuais

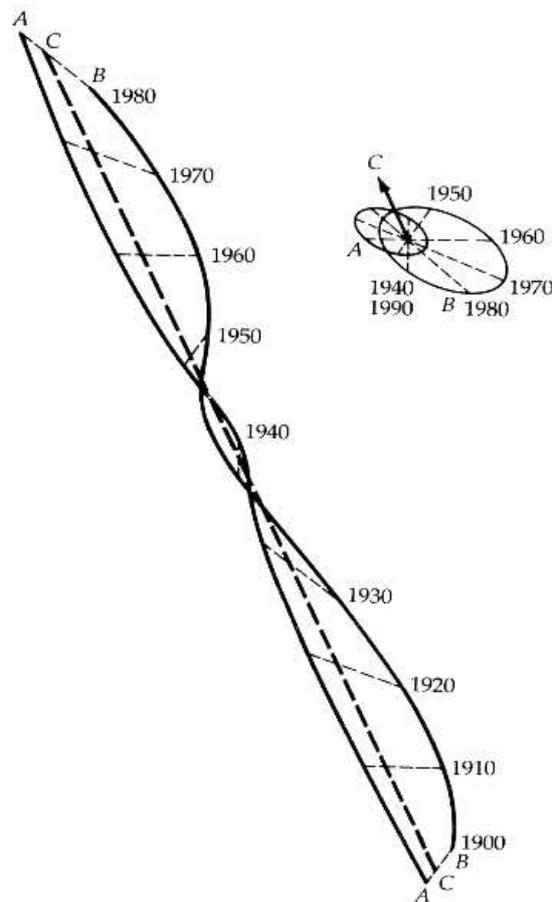
Através do estudo do movimento de alguns binários de estrelas (variáveis, portanto, só neste sentido – do movimento) confirmamos rotação em torno de um centro de massa comum e, logo, uma partilha do mesmo “poço” de potencial gravítico (cf. Figura 2.25) – Figura 3.27.

### 3.5.4 Astrométricas

Apenas uma estrela é observada com o telescópio, mas nota-se o seu movimento oscilatório no céu (deduz-se, assim, a presença de uma companheira invisível) – Figura 3.28.



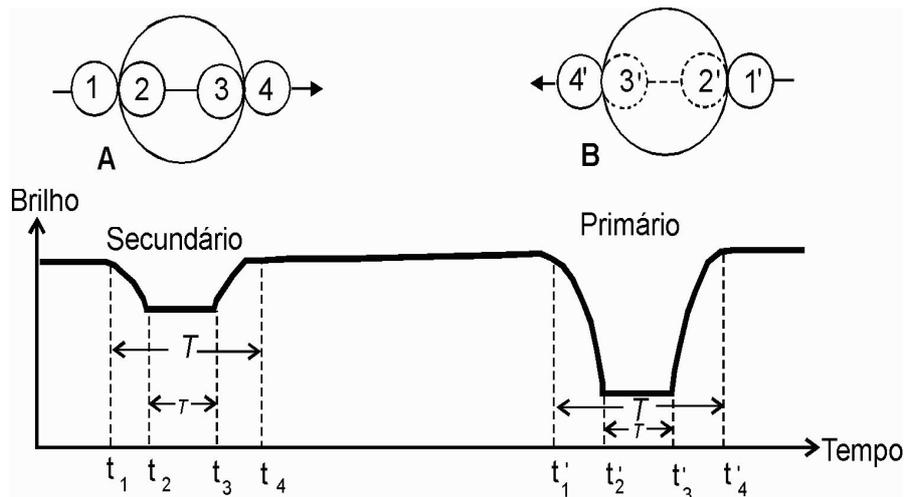
**Figura 3.27** – Os períodos e as separações das estrelas binárias podem ser medidos diretamente (binário visual). Na imagem, o binário Kruger 60, apresentando-se, também, o movimento relativo da componente mais pequena em relação à maior.



**Figura 3.28** – O movimento de Sírius A e Sírius B durante muitos anos. O caminho C é o observado, de facto. A e B são caminhos modelados para cada uma das duas componentes (fez-se o mesmo no esquema à direita, com movimentos em torno do centro de massa comum).

### 3.5.5 Espectroscópicas

Estas binárias são facilmente detectáveis quando muito próximas entre si (separações menores que 1UA), pois apresentam períodos orbitais pequenos (de horas a meses), com um movimento de vai-vém facilmente detetável pelo efeito de Doppler no seu



**Figura 3.29** – A detecção de uma estrela binária eclipsante pela sua curva fotométrica de brilho: à medida que o sistema roda na nossa linha de visão, ora vemos uma estrela ora outra. Como têm tamanhos e brilhos diferentes, obtemos uma curva global com dois “poços” cada um correspondente ao desaparecimento de uma estrela. Ver Figura 2.27.

espectro (cf. Secção 2.2). À medida que cada uma das estrelas se aproxima ou afasta do observador (devido a girarem em torno do centro de massa comum), as suas riscas espectrais são vistas deslocadas para o azul ou para o vermelho, respetivamente.

### 3.5.6 Eclipsantes

Estas binárias detetam-se sempre que ocorre a variação do brilho aparente das componentes causada pelo eclipse que uma estrela provoca na outra, de forma alternada (cf. Figura 2.27 e Secção 2.2.2). Só são visíveis, no entanto, quando o sistema roda quase “de lado” em relação à nossa linha-de-visão da Terra. O brilho varia de forma periódica e alterna o desaparecimento da mais brilhante/maior com o da menos brilhante/menor. Na prática, vê-se um par de “poços” diferentes na curva de brilho, separados pelo período da binária – Figura 3.29.

## 4 – Enxames de estrelas

Ainda antes de falarmos em enxames, convém separar as estrelas nos três grandes *grupos populacionais*, conforme a época do Universo em que se formaram. De facto, uma vez que a maioria das estrelas tem a massa do Sol ou mais, as suas idades são inferiores a 10 mil milhões de anos. Como o Universo é mais antigo que isto, é de esperar que tenha havido tempo suficiente para que mais do que uma geração de estrelas já tenha aparecido. Assim foi, de facto.

Separámos essas “gerações” em populações, consoante a abundância de *metais* de cada uma (Li em diante na tabela periódica): a ideia é que quanto mais metais tiverem na sua composição, mais jovem é a geração, uma vez que estes, quase exclusivamente, têm origem em supernovas. Assim:

<i>População III</i>	<i>0% metais (só H e He) – as primeiras</i>
<i>População II</i>	<i>0.01-1% metais – velhas, primeira geração</i>
<i>População I</i>	<i>1 a 3% metais – novas, geração actual</i>

Pensa-se que os membros da “mítica” Pop.III (porque não se conhece ainda nenhum exemplo) teriam  $10R_{\odot}$ ,  $200M_{\odot}$ ,  $10^5$  K e  $10^7L_{\odot}$ . Ter-se-ão formado durante a época de reionização do Universo, apenas 400 milhões de anos depois do Big Bang.

As estrelas de Pop.II incorporaram, na sua formação, já alguns metais resultantes de anteriores supernovas (e nebulosas planetárias), restos da morte de estrelas de Pop.III. Estes materiais existiam nas nuvens que colapsaram para as formar. A percentagem de metais, no entanto, ainda pode ser bem diminuta (<1%).

As estrelas de Pop.I (como aconteceu com o Sol, que se inclui nesta população), na sua maioria, já não tinham mais nenhum tipo de nuvem formadora disponível, a não ser nuvens “ricas” em metais. Por isso as elevadas percentagens, em alguns casos. Os metais no Sol são ~2% em massa (Tabela 4.1).

Como já vimos, a maior parte das estrelas nasce em binários. Também existem ternários, grupos de quatro estrelas, etc. No entanto, o nome *enxame* só se aplica a um

**Tabela 4.1** – Composição, em massa, do Sol, segundo os vários elementos químicos (por ordem de abundância).

<b>Elemento</b>	<b>Abundância (% massa)</b>
H	71
He	27
O	1.0
C	0.4
Fe	0.1
N	0.1
Si	0.1
Mg	0.08
Ne	0.06
S	0.04

conjunto de 100 ou mais (veremos, na Secção 6.2 que esta convenção também é válida para a definição de enxames de galáxias).

Num enxame, todas as estrelas têm (regra geral) a mesma composição química e a mesma idade. Ou seja, ter-se-ão formado mais ou menos simultaneamente numa mesma nuvem de gás. No entanto, devido às diferentes massas, algumas atingirão a morte antes de outras.

Os enxames são ferramentas fantásticas para o estudo da evolução estelar pois:

- i) têm muitas estrelas (estatística);
- ii) estas estão todas à “mesma” distância.

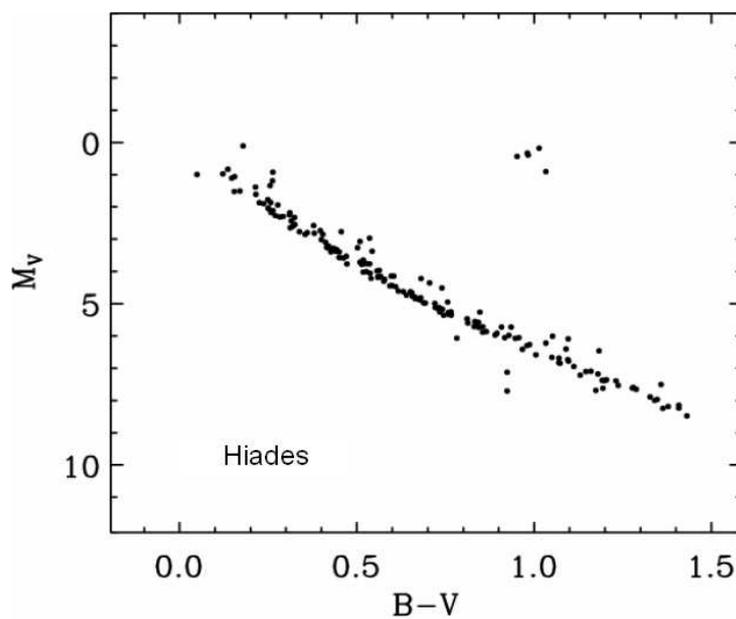
Claro que não é bem verdade que estejam todas à mesma distância, mas a 2 kpc, que diferença faz se a dimensão média do enxame é de ~10 pc (como é típico)? Assim, nem precisamos da distância (que nos daria a luminosidade) para construir o diagrama HR. Basta utilizar as grandezas aparentes, para o estudo da evolução estelar em enxames (contra o índice de cor) – e.g. Figura 4.2, que estudaremos no que segue.

#### **4.1 Enxames abertos (galáticos)**

Chama-se a este tipo de enxame *galático* pois quase todos estão no disco da Nossa Galáxia. Um enxame de estrelas aberto tem, tipicamente, centenas a milhares de estrelas, distribuídas de uma forma irregular (Figura 4.1). A grande maioria das estrelas



**Figura 4.1** – Os enxames abertos do Presépio (à esquerda) e das Plêiades (à direita).

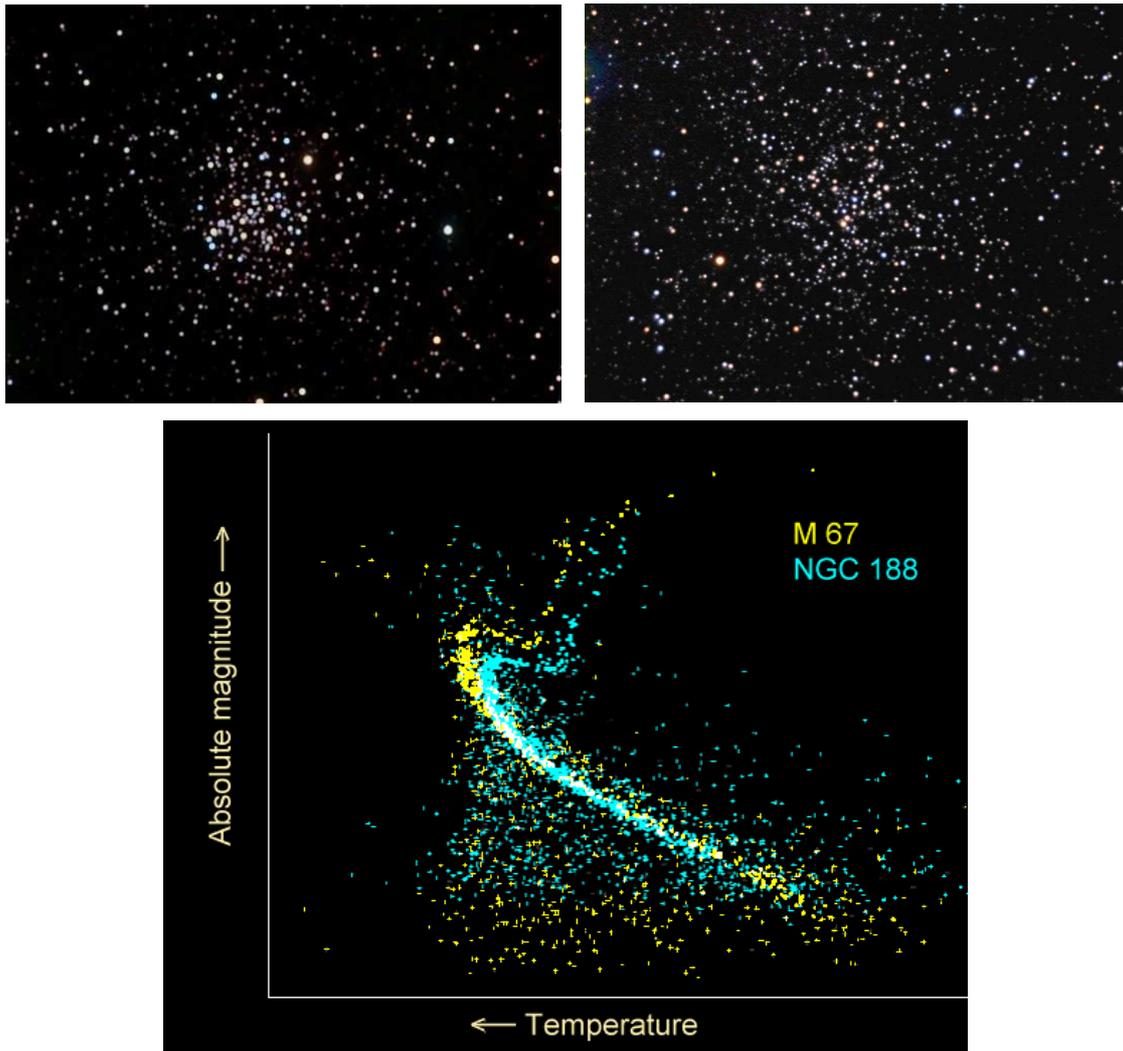


**Figura 4.2** – As Hiades são um bom exemplo de um enxame aberto jovem: quase todas as estrelas se encontram na Sequência Principal (è exceção de uma mão-cheia de gigantes) – ver Figura 3.21.

é jovem, de Pop.I, encontrando-se, por isso, quase todas ainda na sequência principal do diagrama H-R (Figuras 4.2 e 4.3).

Houve portugueses que colaboraram na elaboração do melhor “Catálogo de Enxames Abertos” até hoje feito (Dias W. S., Alessi B. S., Moitinho A. and Lépine J. R. D., 2002, A&A 389, 871). Em resumo, tiramos:

- 1787 “enxames” no catálogo
- 127 (7%) fora do plano galáctico (que está em  $-15^\circ < b < 15^\circ$ ; “b” latitude galáctica)
- o mais próximo a 25 pc (Collinder 285; o “enxame em movimento da Ursa Maior” – Figura 4.4)



**Figura 4.3** – M67 (acima à esquerda e no diagrama HR em baixo) é um enxame aberto especialmente velho mas NGC188 (acima à direita e também no diagrama) é um dos mais velhos enxames abertos conhecidos. Note-se como já são compostos por muitas estrelas gigantes e que quanto mais velho um enxame, mais “levantada” está a ponta da sequência principal na direção das gigantes (ver Figura 3.21).



**Figura 4.4** – Collinder 285, o “enxame em movimento da Ursa Maior”: as estrelas assinaladas fazem parte do mesmo.

- o mais longe a 15 kpc
- $\langle d \rangle_{\text{média}} = 2 \pm 2$  kpc (distância média)
- o maior mede (no plano do céu) 120 pc
- o mais pequeno mede 0.29 pc
- $\langle 2R \rangle = 6 \pm 7$  pc (diâmetro médio)

Dos 981 com idades medidas, obtemos:

- $10^6 - 10^{10}$  anos
- $\langle t \rangle = 10^{8.2 \pm 0.9}$  anos (bem jovens!)

Só 887 têm membros contabilizados:

- número máximo: 220
- número mínimo: 1 (!) – claro que não é um enxame “formal”
- com mais de cem: 11 (apenas estes, 1% do total, são, formalmente, enxames)
- $\langle N \rangle = 18 \pm 20$  (número médio de elementos *identificados*)

## 4.2 Enxames globulares

Ao contrário dos enxames abertos, este tipo de enxame distribui-se de uma forma esfericamente simétrica em relação ao centro da galáxia. Ou seja, tanto podem estar no plano galáctico como não. Tipicamente, não estão. Estão, sim, no *halo* da galáxia (Secção 5.2.1).

Um enxame de estrelas globular tem, tipicamente,  $10^5$ - $10^6$  estrelas, distribuídas de uma forma simétrica e com uma forte concentração central (Figuras 4.5 e 4.6). A grande maioria das estrelas é velha, de Pop.II, encontrando-se, por isso, muitas delas fora da sequência principal no diagrama H-R (na fase de gigante vermelha ou mais avançada, a caminho de anã branca) – Figura 4.7. Mesmo assim, têm-se encontrado exceções. Há enxames globulares com estrelas jovens, possivelmente devido a novos episódios de formação estelar, usualmente originados por grandes influências externas à escala galáctica (e.g. colisão de galáxias) – Figura 4.8.



Figura 4.5 – O enxame globular M3.

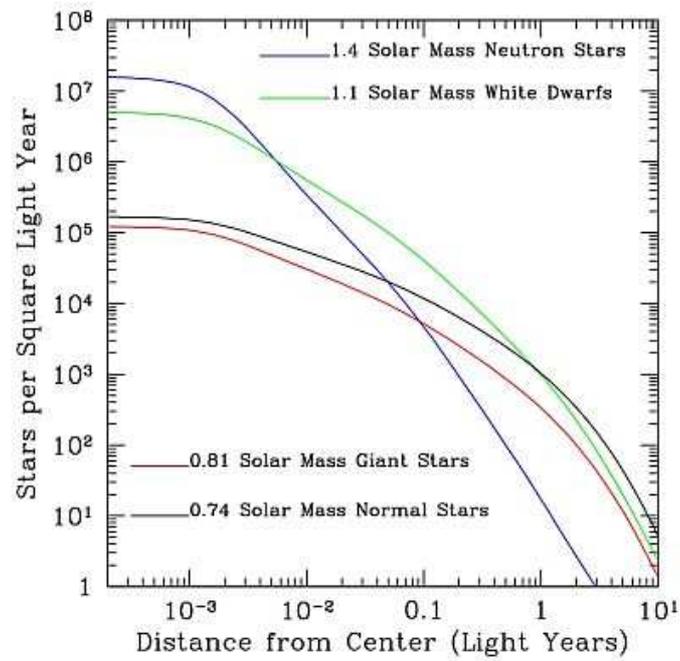
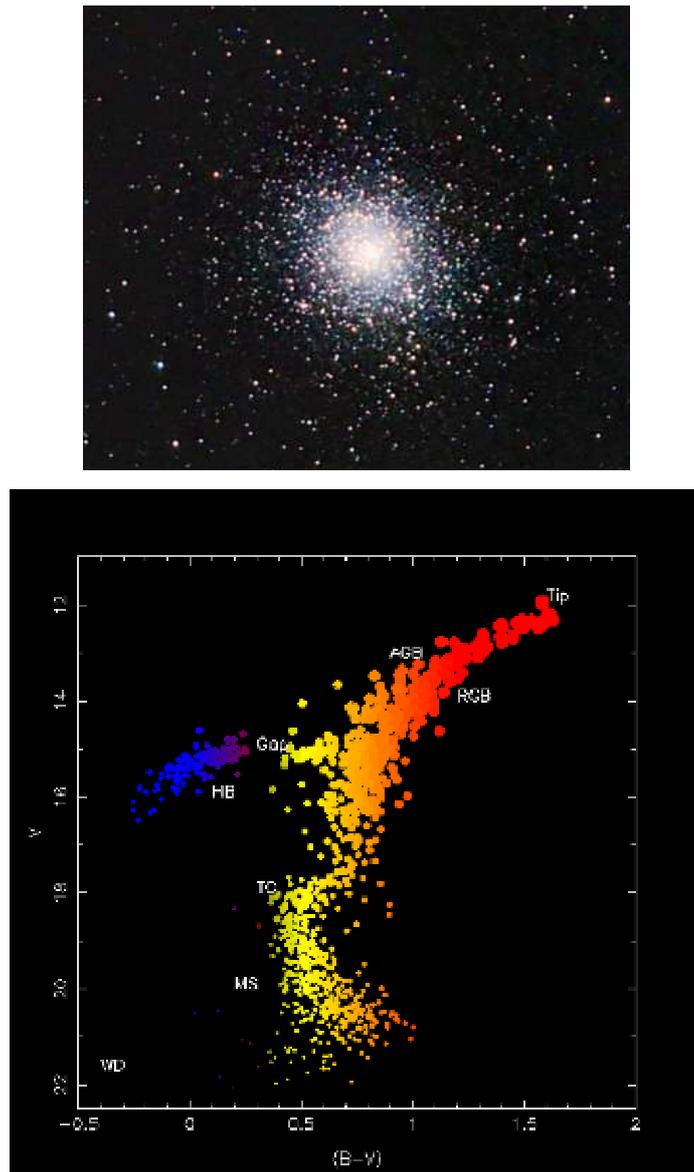
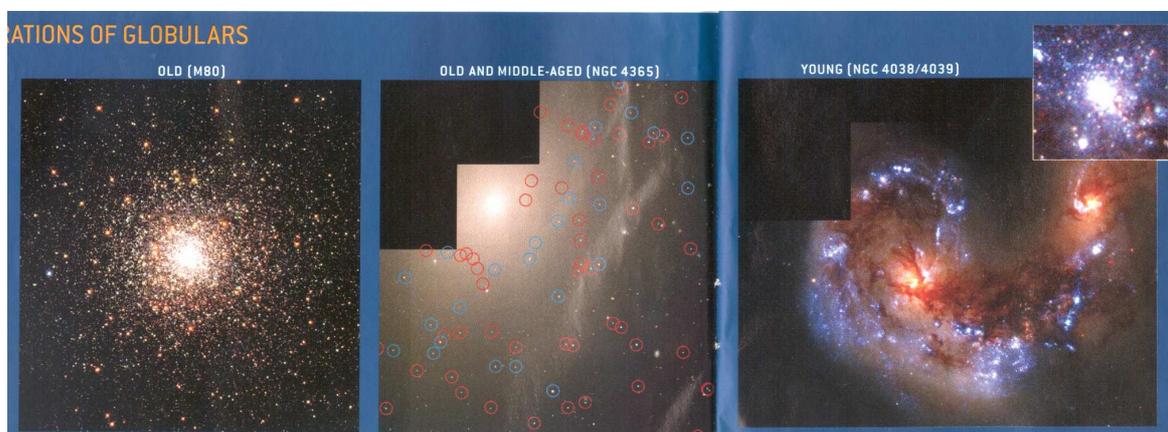


Figura 4.6 – Um modelo da típica distribuição de estrelas num enxame globular, em função da distância radial e conforme o tipo de estrela.

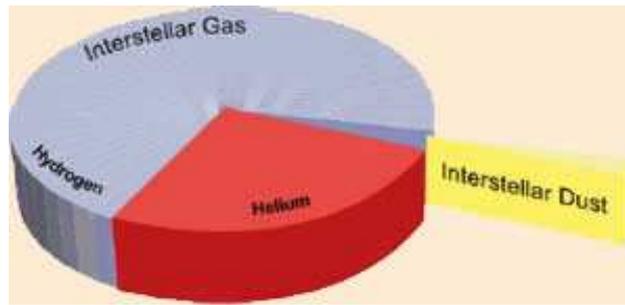


**Figura 4.7** – O enxame globular M5 (em cima) e o seu diagrama HR. Note-se como há muitas estrelas no ramo das gigantes e mais para a frente (já a caminho da fase de anã branca), o que revela um enxame especialmente antigo.



**Figura 4.8** – São exceções, mas existem enxames globulares dominados por estrelas jovens: normalmente em zonas de colisão de galáxias (foto da direita). Também existem alguns de “meia idade” (centro) embora o típico é serem dominados por estrelas velhas (esquerda).





**Figura 5.1** – Cerca de 99% da composição do ISM são gases (74% Hidrogénio e 25% Hélio) e o restante 1% é poeira interestelar.



**Figura 5.2** – A nebulosa do Cone (o “cone” são, principalmente, poeiras).

## 5 – A Nossa Galáxia

### 5.1 O Meio Interestelar

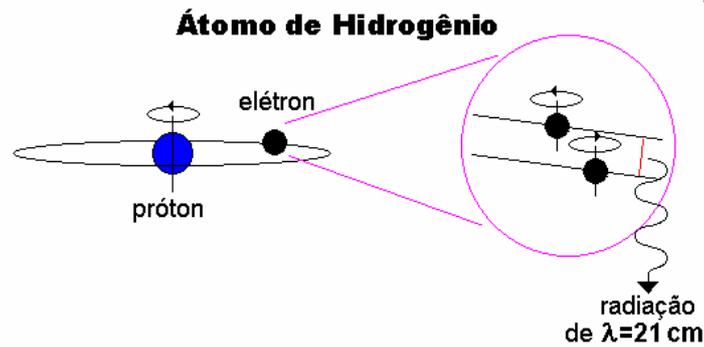
Na Nossa Galáxia as estrelas estão separadas, em média, por cerca de três parsec. O espaço entre elas corresponde ao Meio Interestelar (*ISM* – InterStellar Medium, do inglês). Cerca de 99% da composição do ISM são gases (74% Hidrogénio e 25% Hélio) e o restante 1% é poeira interestelar (Figuras 5.1 e 5.2). O estudo do ISM ajuda-nos a compreender a formação de galáxias e a sua evolução.

Já se identificaram mais de cem moléculas diferentes no meio interestelar, inorgânicas e orgânicas (incluindo amino-ácidos, alcoóis, etc.) – Figura 5.3.

Embora não pareça ao longe, o gás interestelar é muito rarefeito, tendo uma densidade de um átomo de hidrogénio por  $\text{cm}^3$  (cf. o ar na Terra tem uma densidade de  $3 \times 10^{19}$

Diatomic	Triatomic	4 atoms	5 atoms	6 atoms	7 atoms	8 atoms	9 atoms	10 atoms	11 atoms	13 atoms
H <sub>2</sub>	C <sub>3</sub>	c-C <sub>3</sub> H	C <sub>5</sub>	C <sub>5</sub> H	C <sub>6</sub> H	CH <sub>3</sub> C <sub>3</sub> N	CH <sub>3</sub> C <sub>4</sub> H	CH <sub>3</sub> C <sub>6</sub> N	HC <sub>9</sub> N	HC <sub>11</sub> N
AlF	C <sub>2</sub> H	I-C <sub>3</sub> H	C <sub>4</sub> H	I-H <sub>2</sub> C <sub>4</sub>	CH <sub>2</sub> CHCN	HCOOCH <sub>3</sub>	CH <sub>3</sub> CH <sub>2</sub> CN	(CH <sub>3</sub> ) <sub>2</sub> CO		
AlCl	C <sub>2</sub> O	C <sub>3</sub> N	C <sub>4</sub> Si	C <sub>2</sub> H <sub>4</sub>	CH <sub>3</sub> C <sub>2</sub> H	CH <sub>3</sub> COOH	(CH <sub>3</sub> ) <sub>2</sub> O	NH <sub>2</sub> CH <sub>2</sub> COOH		
C <sub>2</sub>	C <sub>2</sub> S	C <sub>3</sub> O	I-C <sub>3</sub> H <sub>2</sub>	CH <sub>3</sub> CN	HC <sub>5</sub> N	C <sub>7</sub> H	CH <sub>3</sub> CH <sub>2</sub> OH			
CH	CH <sub>2</sub>	C <sub>3</sub> S	c-C <sub>3</sub> H <sub>2</sub>	CH <sub>3</sub> NC	HCOCH <sub>3</sub>	CH <sub>2</sub> OHCHO	HC <sub>7</sub> N			
CH <sup>+</sup>	HCN	C <sub>2</sub> H <sub>2</sub>	CH <sub>2</sub> CN	CH <sub>3</sub> OH	NH <sub>2</sub> CH <sub>3</sub>		C <sub>8</sub> H			
CN	HCO	CH <sub>2</sub> D <sup>+</sup>	CH <sub>4</sub>	CH <sub>3</sub> SH	c-C <sub>2</sub> H <sub>4</sub> O					
CO	HCO <sup>+</sup>	HCCN	HC <sub>3</sub> N	HC <sub>3</sub> NH <sup>+</sup>	CH <sub>2</sub> CHOH					
CO <sup>+</sup>	HCS <sup>+</sup>	HCNH <sup>+</sup>	HC <sub>2</sub> NC	HC <sub>2</sub> CHO						
CP	HOC <sup>+</sup>	HNCO	HCOOH	NH <sub>2</sub> CHO						
CSi	H <sub>2</sub> O	HNCS	H <sub>2</sub> CHN							
HCl	H <sub>2</sub> S	HOCO <sup>+</sup>	H <sub>2</sub> C <sub>2</sub> O							
KCl	HNC	H <sub>2</sub> CO	H <sub>2</sub> NCN							
NH	HNO	H <sub>2</sub> CN	HNC <sub>3</sub>							
NO	MgCN	H <sub>2</sub> CS	SiH <sub>4</sub>							
NS	MgNC	H <sub>3</sub> O <sup>+</sup>	H <sub>2</sub> COH <sup>+</sup>							
NaCl	N <sub>2</sub> H <sup>+</sup>	NH <sub>3</sub>								
OH	N <sub>2</sub> O	SiC <sub>3</sub>								
PN	NaCN									
SO	OCS									
SO <sup>+</sup>	SO <sub>2</sub>									
SiN	c-SiC <sub>2</sub>									
SiO	CO <sub>2</sub>									
SiS	NH <sub>2</sub>									
CS	H <sub>3</sub> <sup>+</sup>									
HF	SiCN									
SH										

**Figura 5.3** – A lista de moléculas já detetadas no meio interestelar. Não se incluem as dezenas de espécies “deuteradas” (H→D).



**Figura 5.4** – A transição hiperfina do elétron no átomo de hidrogênio dá origem a emissão/absorção rádio nos 21cm.

átomos/cm<sup>3</sup>). Os estados mais comuns em que se encontram estes gases são:

- *nuvens frias*, constituídas por hidrogênio atômico (HI) ou molecular (H<sub>2</sub>); onde nascem estrelas
- hidrogênio ionizado (HII), perto de estrelas jovens e quentes (de classe O ou B).

De longe, a forma mais abundante do hidrogênio no Universo é a *atômica* (HI). Por sorte, este átomo emite no rádio ( $\lambda=21$ cm; frequência  $\nu=1.4$  GHz). É uma risca, no espectro rádio, que pode ser de emissão ou de absorção, devida à transição hiperfina do spin do elétron no átomo de hidrogênio: este pode ter dois sentidos de rotação; ou no mesmo sentido de rotação do próton, ou no sentido contrário (este último é o estado de menor energia) – Figura 5.4. Quando átomos de HI colidem, as rotações dos elétrons são realinhadas: após alguns milhões de anos, o átomo volta ao estado de menor energia emitindo radiação rádio de comprimento de onda de 21 cm (1.4 GHz). Estas emissões são extremamente fracas e só foi possível estudá-las a partir de 1951 quando instrumentos sensíveis o suficiente foram criados. Nesse ano foi publicada, na *Nature*, a primeira observação (com um rádio telescópio), apenas sete anos depois da previsão teórica da existência da risca.

O HII é formado quando intensa radiação ultravioleta é libertada por estrelas recém formadas e quentes: esta radiação ioniza as nuvens de gás (HI) em seu redor.

As *nebulosas*, em geral, são constituídas por gás e poeiras. Normalmente distribuem-se no disco galáctico, onde o gás e poeiras abundam.



**Figura 5.5** – Nebulosa de reflexão com a estrela emissora.



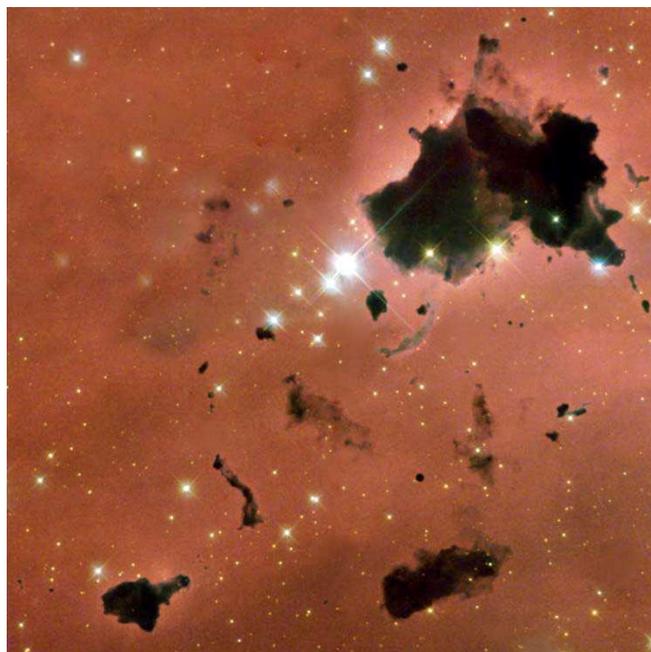
**Figura 5.6** – A nuvem escura Barnard 68.

Para além das nuvens frias, há *nebulosas de emissão* (e.g. nebulosa de Orion) e *nebulosas de reflexão*. Estas funcionam (parcialmente) como um espelho: reflectem a luz de alguma estrela próxima (Figura 5.5).

Mas também há nebulosas escuras (Figuras 5.6 e 5.7), que descobrimos à custa de serem projetadas contra um fundo brilhante gasoso/estelar. Nestas incluem-se os *Glóbulos de Bok* que são regiões de formação estelar (nuvens já na fase final de colapso ou, mesmo, já com formação estelar – proto-estrelas) – Figura 5.8.



**Figura 5.7** – A famosa nebulosa escura “cabeça de cavalo” em Orion (no ótico, à esquerda). No IV (centro) e sub-mm (direita) vê-se em emissão!

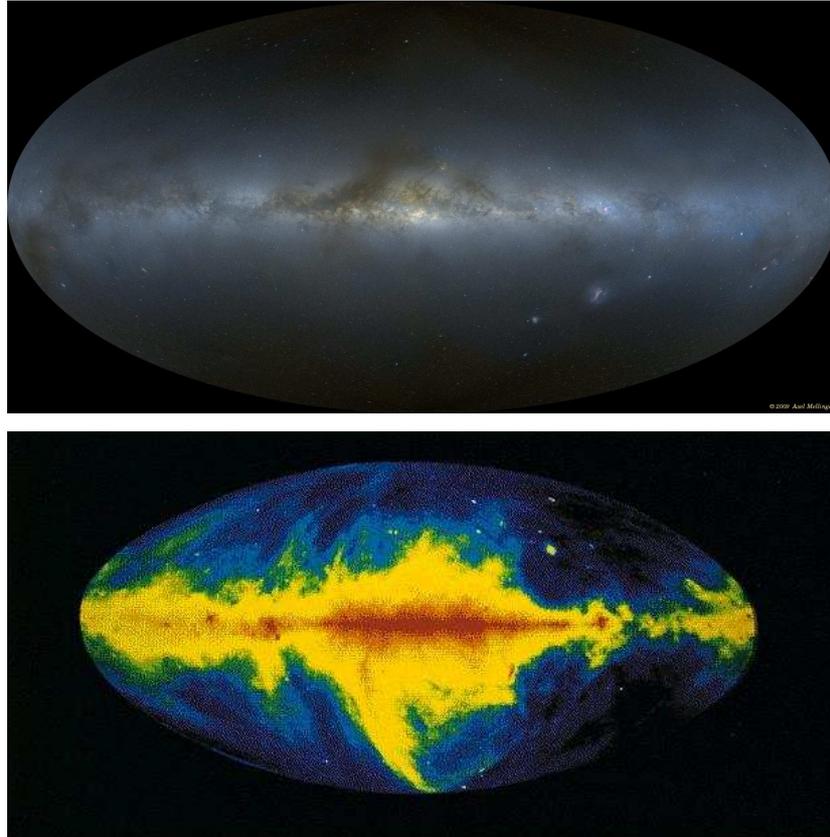


**Figura 5.8** – IC2944, com vários glóbulos de Bok.

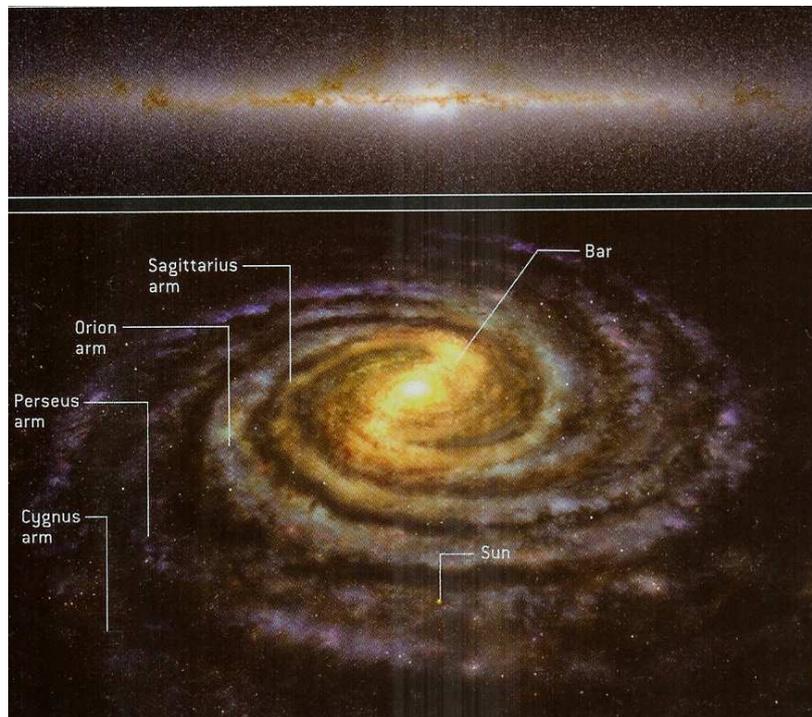
## 5.2 Estrutura geral

### 5.2.1 Estrutura da Via Láctea

A Nossa Galáxia (Via Láctea) é um conjunto de centenas de milhares de milhões de estrelas, gás, poeira interestelar e matéria escura (Figura 5.9). É apenas uma de cerca de  $10^{11}$  galáxias espalhadas pelo Universo. Segundo o esquema de classificação de Hubble (a ver na Secção 6.1) a Nossa Galáxia é uma SBb (espiral barrada) – Figura 5.10.



**Figura 5.9** – A Nossa Galáxia no ótico (em cima) e no rádio (em baixo). O seu aspeto muda conforme o comprimento de onda em que é observada. Há um link que vale a pena visitar, que permite uma espetacular visita em alta resolução à Nossa Galáxia (no ótico): <http://media.skysurvey.org/openzoom.html>.



**Figura 5.10** – Uma representação realista da Nossa Galáxia a partir de dados do Spitzer (em cima). A barra tem um comprimento total de 9 kpc. Isto deve ser comparado com a distância do Sol ao centro da Galáxia (8 kpc). A região central tem também um bojo. Há quatro braços em espiral aqui identificados, embora recentemente se questione se não serão, de facto, apenas dois.

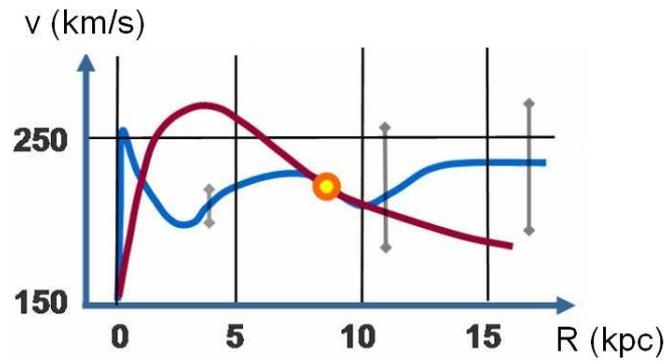
Essencialmente, a Galáxia divide-se em três partes principais:

- **Bojo** (“bulge”, em inglês): a região central e mais densa da galáxia (amarelado). É constituído, principalmente, por estrelas velhas (pop.II) e tem pouquíssimo gás. No centro do bojo (e da Nossa Galáxia) há um buraco negro supermassivo com cerca de  $4 \times 10^6 M_{\odot}$  (inactivo).
- **Disco**: tem uma espessura de cerca de 300 pc e um diâmetro de 30 kpc. Contém quase todas as estrelas de pop.I da Galáxia (é azulado). A rotação da Galáxia, por propagação de ondas de densidade gravítica, deu origem aos braços em espiral, sobre o disco, onde a formação estelar é particularmente intensa.
- **Halo**: corresponde a todo o volume esférico que envolve o disco e o bojo. É onde se localiza o grosso da matéria escura da Galáxia (ver subsecção seguinte) e, também, quase todos os seus enxames globulares. É possível que a sua extensão total (= dimensão da Galáxia), chegue aos 200 kpc.

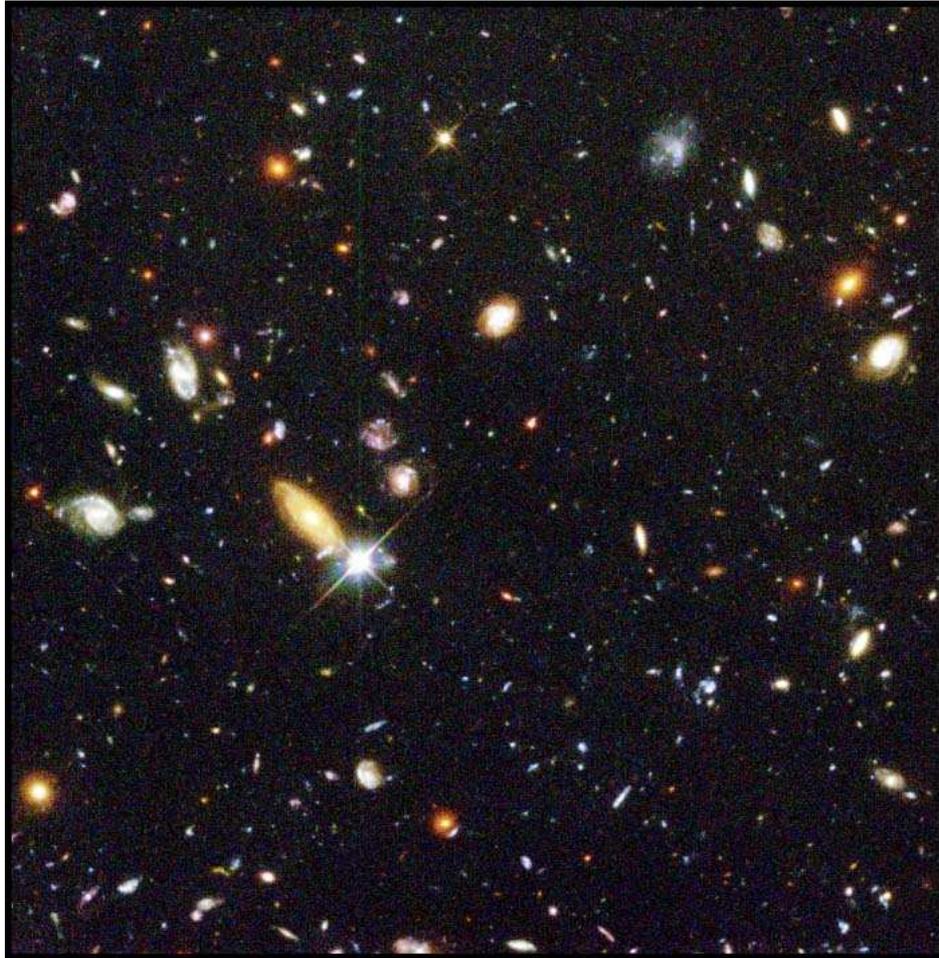
### 5.2.2 Matéria escura (*dark matter*)

A emissão em HI (21cm) foi crucial para mapear a nossa galáxia, já que esta radiação não é afetada pela poeira interestelar (ou é-o muito pouco). Foi logo em 1958 que se publicou o primeiro mapa da Nossa Galáxia. Ficou, então, claro que se tratava de uma galáxia em espiral. Também se descobriu que a Nossa Galáxia (como todas as espirais) se encontra em rotação diferencial (como acontece com o Sol – Secção 3.1.1). Como o efeito de Doppler se verifica também no rádio (claro), foi possível construir a curva  $v(R)$  para a Nossa Galáxia, onde  $v$  é a velocidade da camada que está à distância  $R$  do seu centro. Chama-se, ao respetivo gráfico, *curva de rotação* – Figura 5.11.

Da curva de rotação tiramos que cerca de 90% da massa da nossa galáxia (que tem um total de  $3 \times 10^{12} M_{\odot}$ ) é *Matéria Escura*. A composição desta é um dos maiores mistérios da Astronomia moderna. Mas não é só. Muitas outras galáxias apresentam, exatamente, os mesmos resultados (até os enxames de galáxias). É a matéria escura que explica porque é que as galáxias se mantêm unidas e não se desfazem, devido às suas elevadas velocidades de rotação. Os mais fortes candidatos a matéria escura são os WIMPs (Weakly Interacting Massive Particles), partículas hipotéticas.



**Figura 5.11** – A curva de rotação da Nossa Galáxia (a azul). O ponto amarelo representa a distância do Sol ao centro da galáxia. A linha vermelha representa  $v(R)$  segundo as leis de Kepler (com uma massa dominante central, como acontece no Sistema Solar ou como acontece com o que a distribuição de luz da Nossa Galáxia sugeriria) que, claramente, não são um bom modelo para os movimentos dos constituintes da Via Láctea.



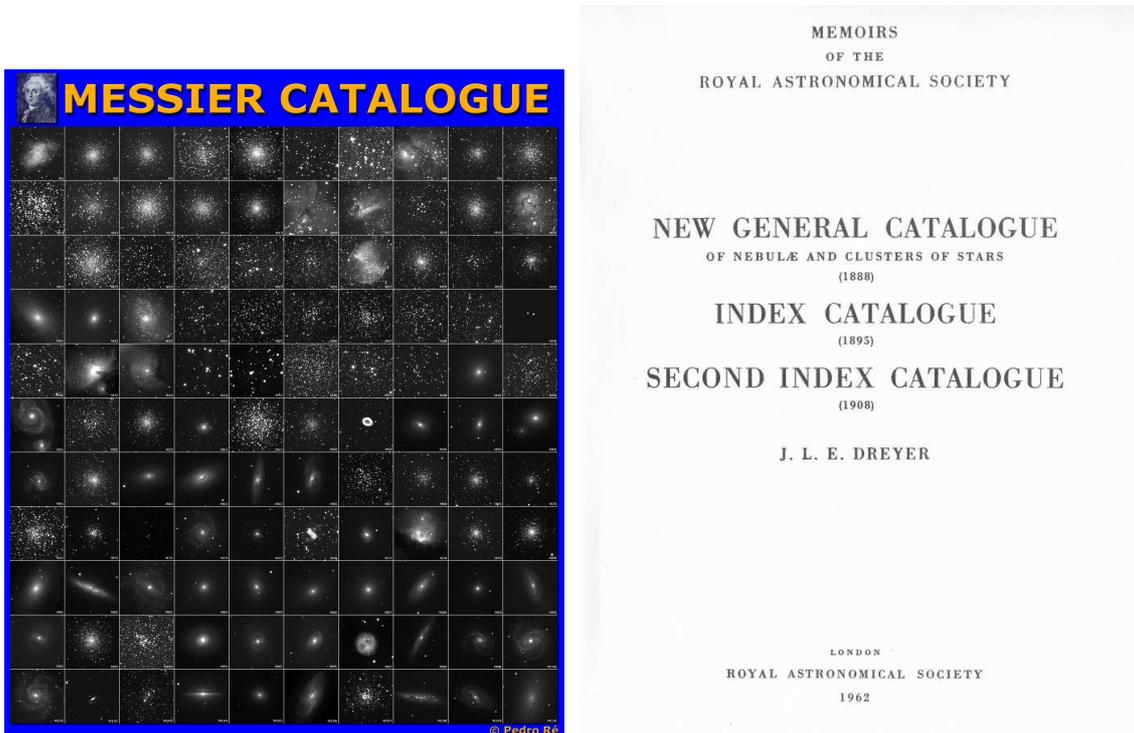
**Figura 6.1** – Uma parte do Hubble Deep Field-North (HDF-N). Este, e todos os “Deep Field” que se seguiram, dão uma estimativa do total de galáxias no Universo.

## 6 – Astronomia Extragaláctica

### 6.1 Galáxias: *classificação e estrutura*

Uma galáxia é um sistema de dezenas a milhares de milhões de estrelas, poeira, gás e matéria escura unidos pela gravidade. Existem mais de  $2 \times 10^{11}$  galáxias espalhadas por todo o Universo (Figura 6.1). Em massa têm  $10^7$ - $10^{12} M_{\odot}$  tomando as menos massivas a designação de *anãs*. O tamanho é na gama 1-50 kpc e as mais pequenas são as galáxias-anãs.

Os mais famosos catálogos de galáxias começaram pelo de Messier (datado de 1781, com 110 objetos), não intencional (o objetivo era encontrar cometas – fazer uma lista de tudo com que se poderiam confundir) e que temos mencionado ao longo desta obra: os objetos “M” (e.g. M57). Outro catálogo também famoso é o New General Catalogue (NGC; 1888, com 7840 objetos) – Figura 6.2.



**Figura 6.2** – Dois famosos catálogos de galáxias: o de Messier (que não tem só galáxias), à esquerda, e uma versão mais recente do New General Catalogue (incluindo os Indexes).

### 6.1.1 Tipos de galáxias

De acordo com o esquema de classificação proposto por Hubble (ainda hoje aceite), as galáxias dividem-se em *cinco* tipos principais: *elípticas* (E), *esferóides* (S0), *espirais* (normais, S, e barradas, SB), *irregulares* (Irr) e *peculiares* (Pec). Temos (por ordem de abundância – em número): espirais (60%), esferóides (20%), elípticas (15%), irregulares (4%) e peculiares (1%).

### 6.1.2 Diagrama em diapasão de Hubble (subtipos)

Há subtipos, ainda conforme a classificação de Hubble (Figura 6.3). Por exemplo, as galáxias elípticas variam da forma esférica (E0) a formas ovais (de E1 a E7, sendo estas últimas as mais ovais). O índice  $E_n$  é dado por (com  $a$  e  $b$  os semi-eixos maior e menor da elipse que corresponde à projeção da galáxia no céu):

$$n = 10 (1 - b/a)$$

As galáxias espirais normais têm uma forma de catavento, sendo classificadas de acordo com a predominância do bolbo ou da barra central e da espessura dos braços em espiral (maiores nas de subclasse  $a$  e menores nas de subclasse  $c$ ). Descrevemos, no que segue, cada tipo em mais pormenor.

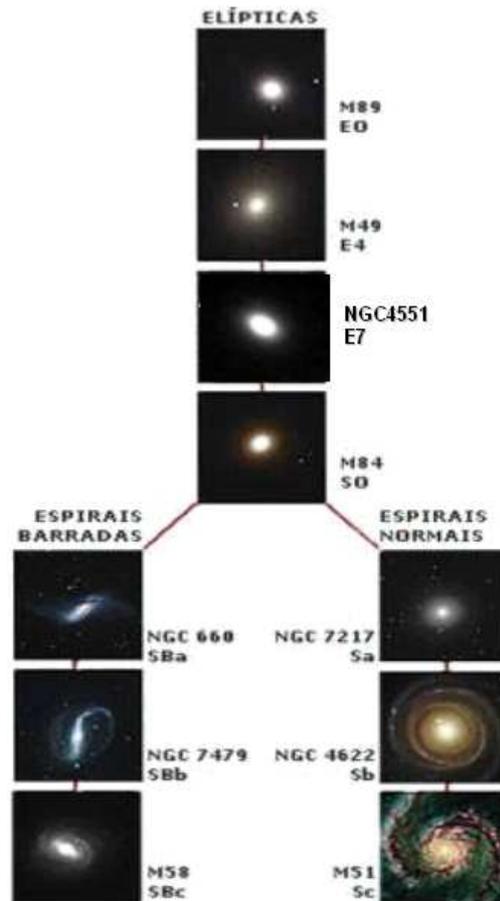


Figura 6.3 – Versão actual do diagrama de Hubble.

### 6.1.3 Elíptica

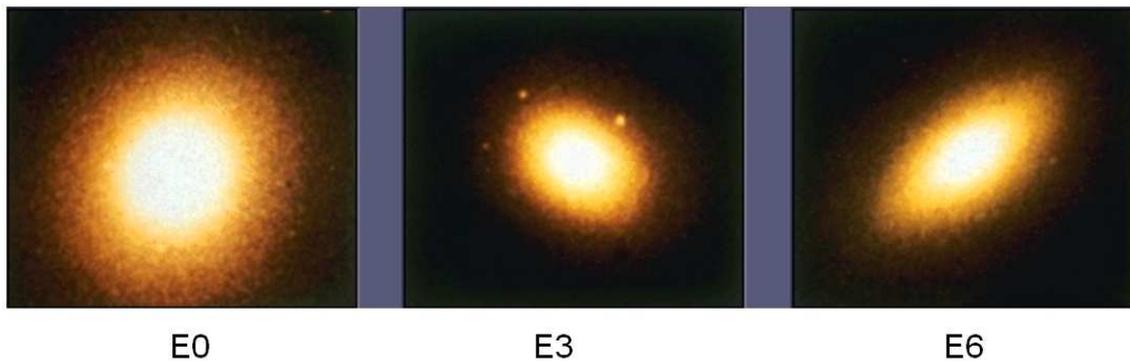
As maiores galáxias são as elípticas (Figura 6.4). São sistemas de estrelas relativamente simples, quase esféricos e sem gases ou poeira. As estrelas movimentam-se em torno do centro como abelhas em volta da colmeia. A maior parte das estrelas é muito velha (pop.II).

### 6.1.4 Esferóide

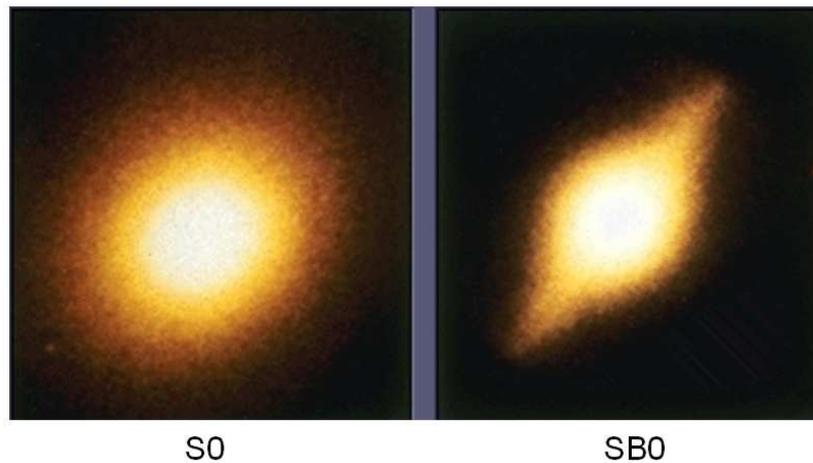
Este tipo de galáxia não é muito diferente de uma galáxia elíptica (Figura 6.5). Mas contém já algum gás e alguma poeira. Precisamente por isto, há uma quebra da simetria e as S0 já apresentam um plano principal (disco), embora mantendo uma forma global esférica. As esferóides podem mesmo apresentar uma barra na região central (usando-se SB0 para a sua designação) – 30% dos casos.

### 6.1.5 Espiral (normal e barrada)

As galáxias espirais (das quais a Via Láctea é um bom exemplo – Secção 5.2), são estruturas achatadas e muito organizadas, nas quais estrelas, gases e poeiras se



**Figura 6.4** – Imagens reais de três galáxias elípticas com excentricidades diferentes.



**Figura 6.5** – Imagens reais de duas galáxias esferóides, uma sem barra (esquerda) e outra com barra.

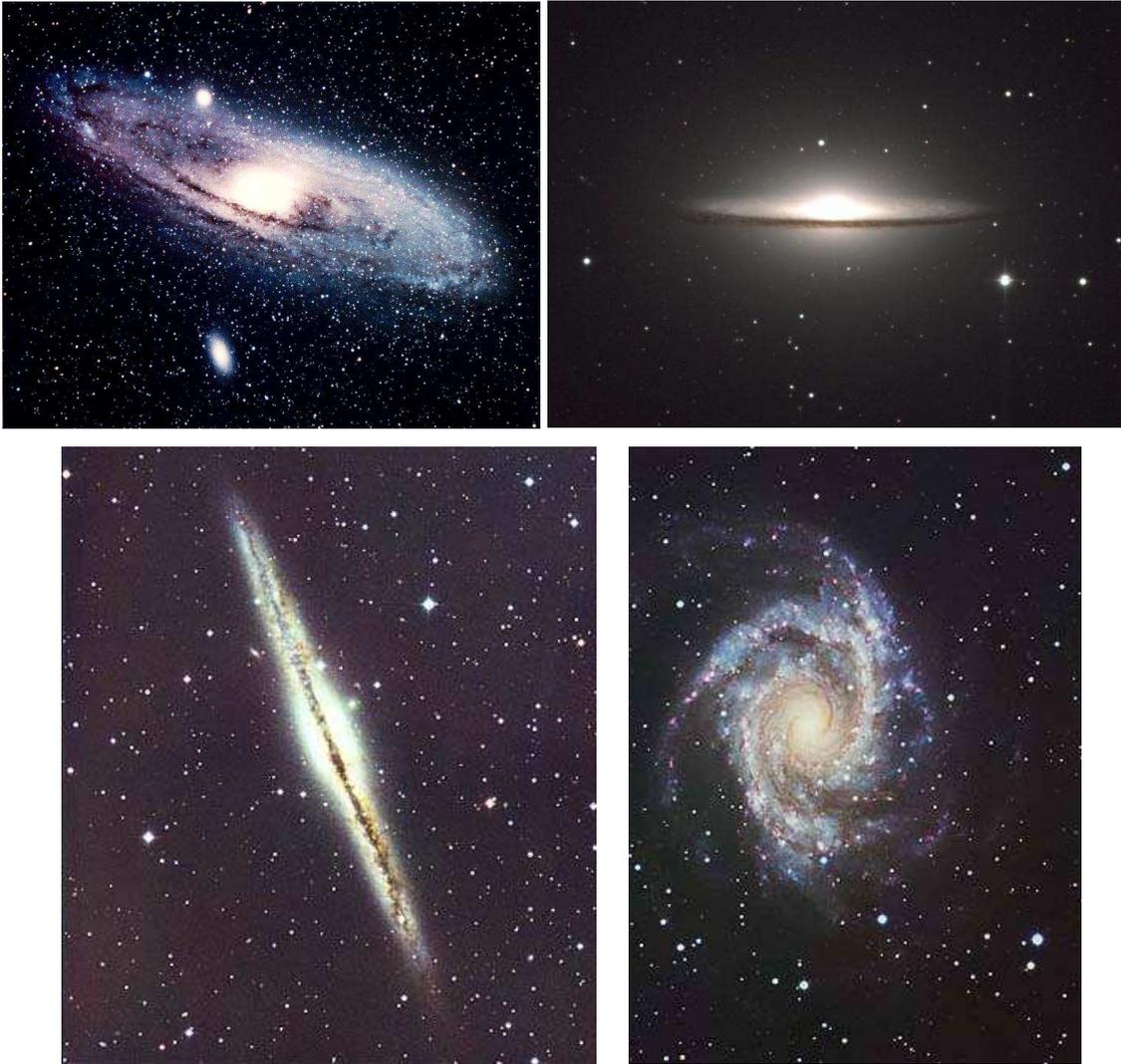
movimentam em órbitas circulares ou quase circulares em torno do centro (em rotação diferencial) – Figura 6.6. Os braços em espiral são filamentos de formação estelar intensa (incluem muitas estrelas jovens e quentes, de pop.I). Cerca de 30% das galáxias espirais têm, na região central, uma estrutura rectangular, a *barra* (Figura 6.7). Esta resulta de instabilidades no disco. A Nossa Galáxia tem uma, como já vimos (Figura 5.10).

#### 6.1.6 Irregular

É um pequeno sistema estelar isolado (a mais pequena galáxia “normal”), com estruturas mal definidas. Tem abundantes gás e poeiras (Figura 6.8).

#### 6.1.7 Peculiar

Numa fase inicial (não muitos anos depois da classificação inicial de Hubble), incluíram-se neste grupo todas as que não estavam incluídas em nenhum dos anteriores (Figura 6.9): galáxias com jatos, pontos brilhantes (mais tarde classificadas como “ativas”) e conjuntos de duas galáxias ou galáxias isoladas mostrando claras

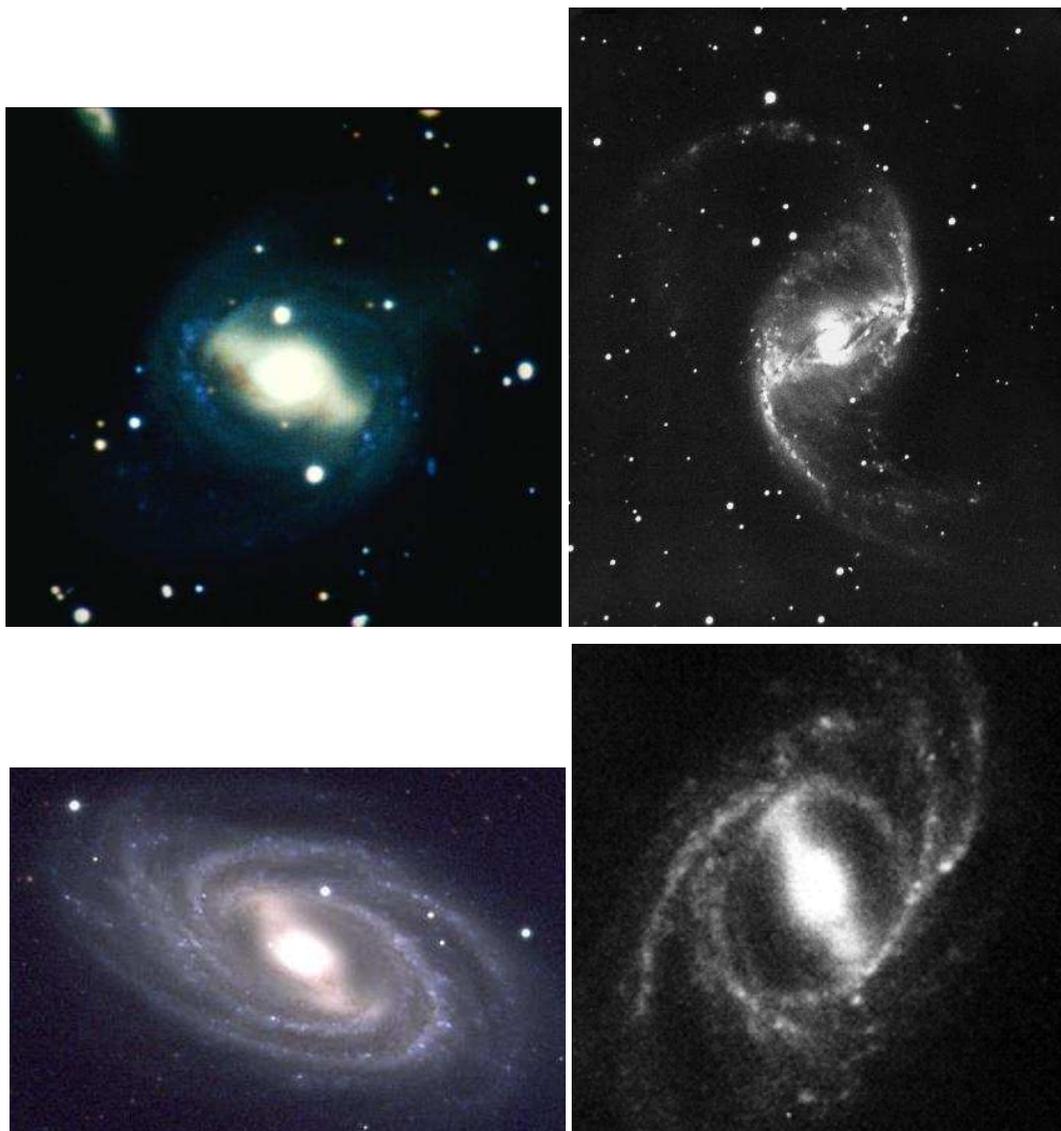


**Figura 6.6** – Imagens de quatro galáxias espirais normais. Da esquerda para a direita e de cima para baixo: M31 (Andrômeda) e M104 (Sombrero) de tipo Sa/Sb; NGC891 de tipo Sb e NGC2997 de tipo Sc.

perturbações na estrutura (mais tarde classificadas como “galáxias em colisão” – Figura 6.10).

#### 6.1.8 Anãs

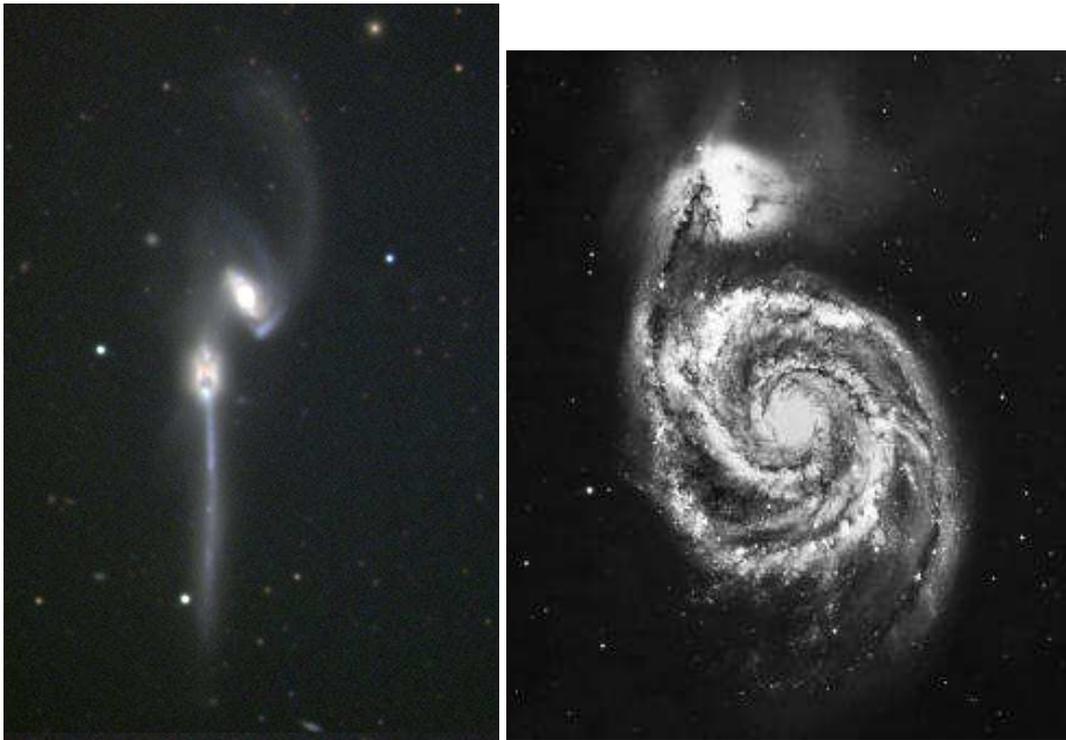
As galáxias mais pequenas têm formas semelhantes a três das maiores: *elíptica* (dE) e *elíptica compacta* (cE), *esferóide* (dS0) e *irregular* (dIrr) – Figura 6.11. Por serem tão pequenas, não conseguem desenvolver barras, bolbos ou braços em espiral. A maioria das dEs tem um núcleo brilhante (usualmente correspondendo a um, ou vários, enxame(s) de estrela(s) central(is)).



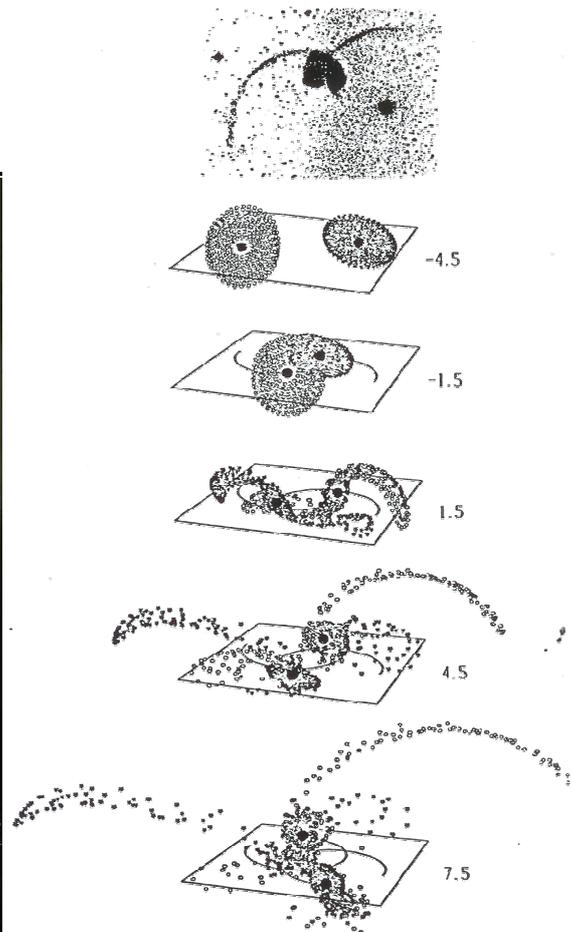
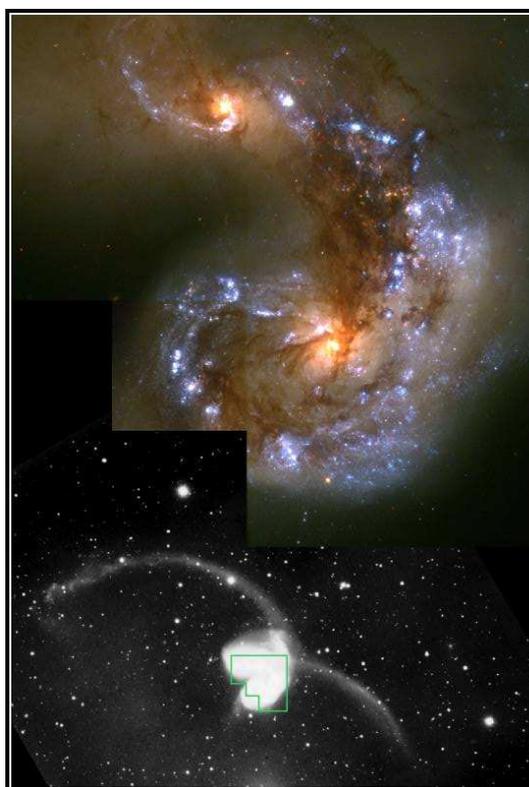
**Figura 6.7** – Imagens de quatro galáxias espirais barradas. Da esquerda para a direita e de cima para baixo: NGC4650 (SBa), NGC1530 (SBb), M109 (SBc) e NGC2523 (SBb).



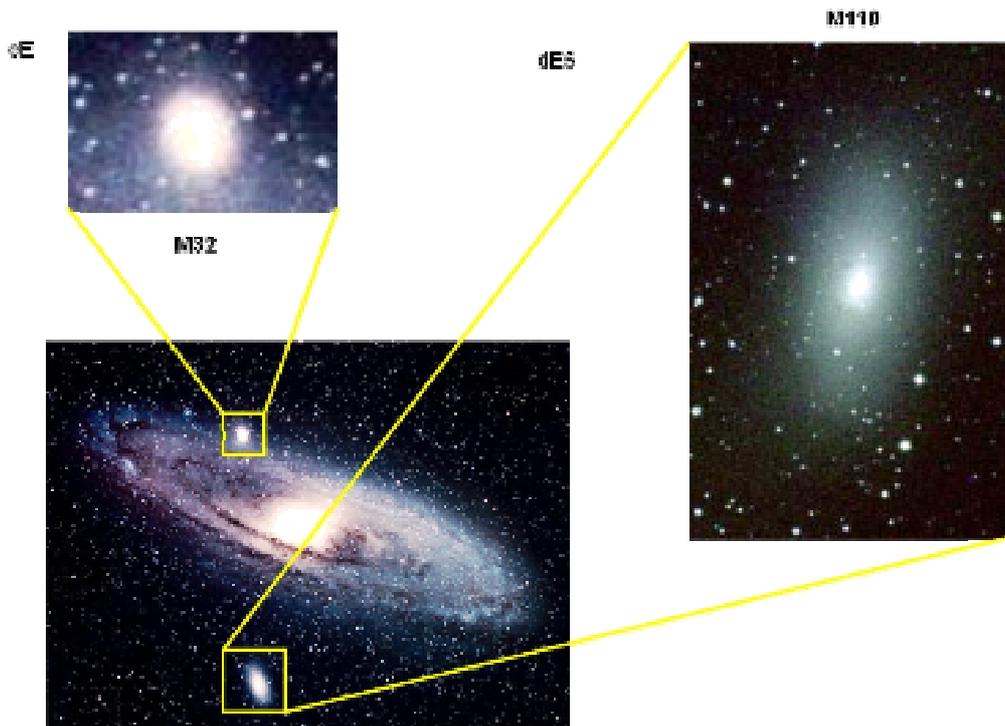
**Figura 6.8** – Imagens de duas famosas galáxias irregulares: as Grande (esquerda) e Pequena (direita) Nuvens de Magalhães.



**Figura 6.9** – Imagens de duas galáxias peculiares: os Ratos (à esquerda) e o Vórtice (à direita).



**Figura 6.10** – A Antena é uma galáxia peculiar onde está a decorrer um choque entre duas galáxias (imagem do HST à esquerda). À direita apresenta-se um sequencial modelo numérico 3D que explica o que vemos a 2D (projetado no céu) – foto acima; comparar com a imagem do HST à esquerda.



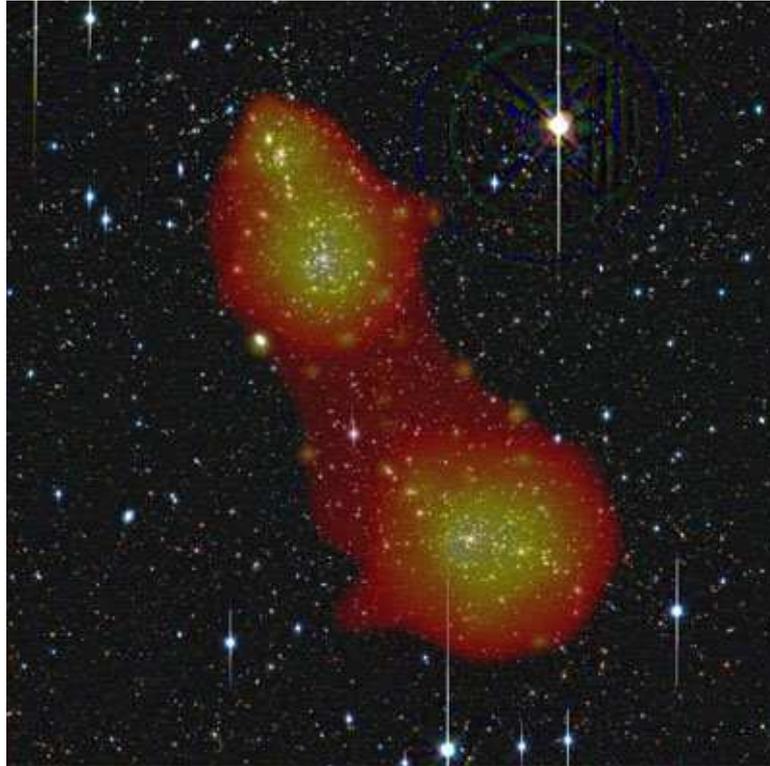
**Figura 6.11** – A mesma imagem de M31 já apresentada (Figura 6.6) contém, de facto, duas galáxias anãs bem visíveis (pois há muitas mais em torno da galáxia de Andrómeda): M32 e M110.

## 6.2 Associações de galáxias

As Galáxias não se distribuem de forma homogénea no espaço e as galáxias isoladas são raras. Galáxias em pares estão sempre em interação (“colisão”) – são classificadas como galáxias peculiares.

Com três a 100 membros temos um *grupo de galáxias* (dimensões 1-3 Mpc). O Grupo Local, com um tamanho de 1 Mpc, é dominado pela Nossa Galáxia e pela de Andrómeda (totalizam  $\sim 5 \times 10^{12} M_{\odot}$  ou 75% da massa total). As respetivas satélites preenchem-no quase totalmente. São, pelo menos, 60 membros no total...

Com mais de 100 galáxias temos um *enxame de galáxias irregular* (ou pobre). Com mais de 1000, um *enxame regular* (rico): os maiores não passam muito das dez mil galáxias (e 10 Mpc,  $M \sim 10^{15} M_{\odot}$ , no máximo). Estes têm uma simetria esférica semelhante à dos enxames estelares globulares. Os enxames de galáxias mudam muito lentamente (leva um tempo quase tão longo como a idade do Universo para que ocorram mudanças significativas). Assim, conservam ainda muitas propriedades de quando foram formados. São, por isso, excelentes para o estudo da evolução da estrutura e formação das galáxias.



**Figura 6.12** – Gás quente nos enxames Abell 222 e 223, destacado em falsa cor vermelha/amarela (raios X observados com o XMM-Newton). O resto é a imagem ótica (feita com o Subaru).

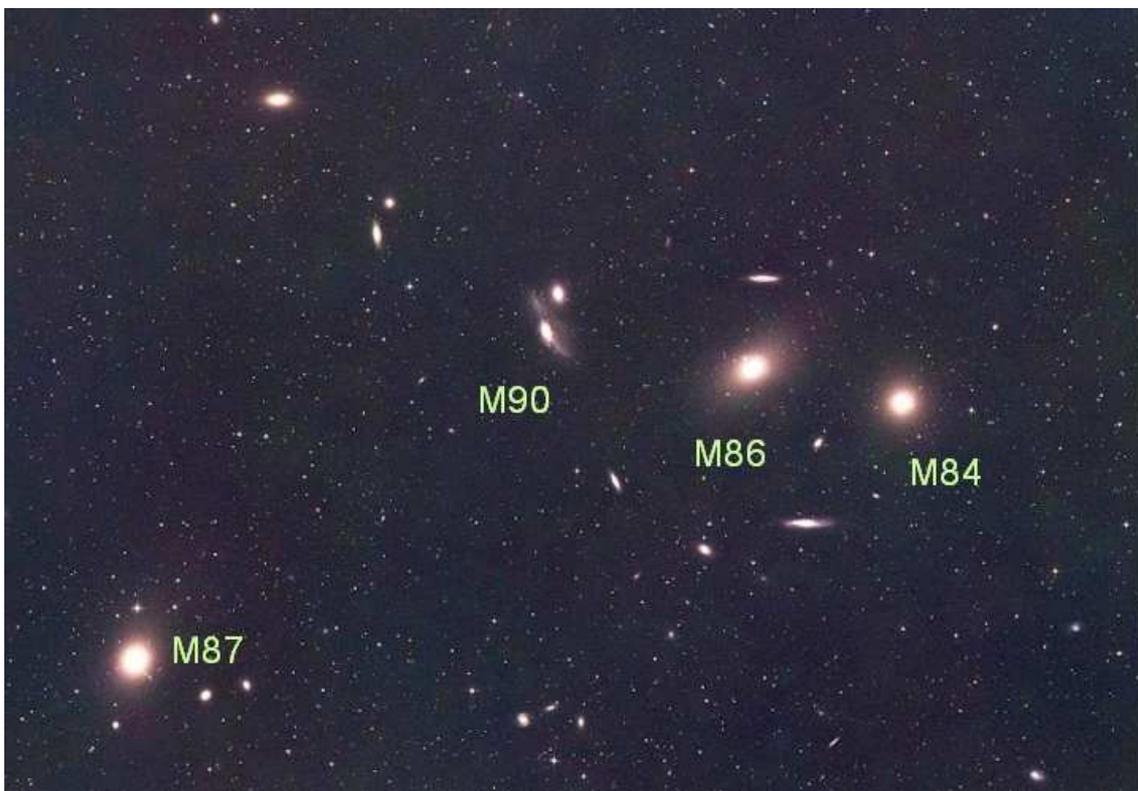
Os enxames tendem a segurar o gás nos seus sistemas, ao contrário das galáxias, onde o gás é forçado para fora através de explosões (por exemplo, em supernova): os enxames são sistemas fechados. Ao estudar a composição química de enxames obtemos uma descrição da nucleossíntese no Universo. A força da gravidade que mantém os enxames íntegros vem, principalmente, da matéria escura. Os enxames também são excelentes para o estudo desta.

Os enxames regulares têm (pelo menos) uma super-galáxia central (cD de “cluster dominant”) que resulta da agregação (“canibalismo”) de muitas galáxias circundantes. São as galáxias mais massivas do Universo, chegando a  $10^{13} M_{\odot}$ .

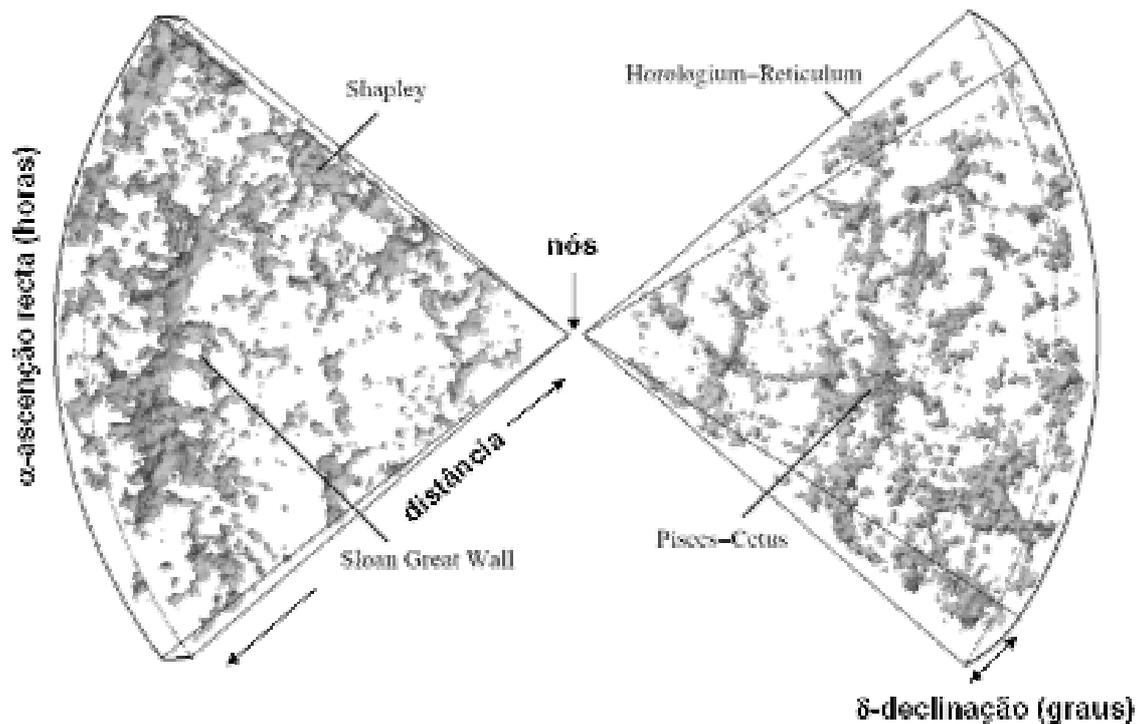
A maior parte da matéria luminosa em enxames de galáxias existe na forma de gás quente (Figura 6.12). O gás, que tem uma temperatura de 10-100 milhões de graus, irradia raios-X. É mais quente em enxames ricos, regulares (como o de Coma – Figura 6.13) do que em enxames pobres, irregulares (como o da Virgem – Figura 6.14).



**Figura 6.13** – O Enxame de Coma (regular). Virtualmente todos os “pontos de luz” visíveis são galáxias. Note-se a super-galáxia central (cD), a canibalizar outra galáxia.



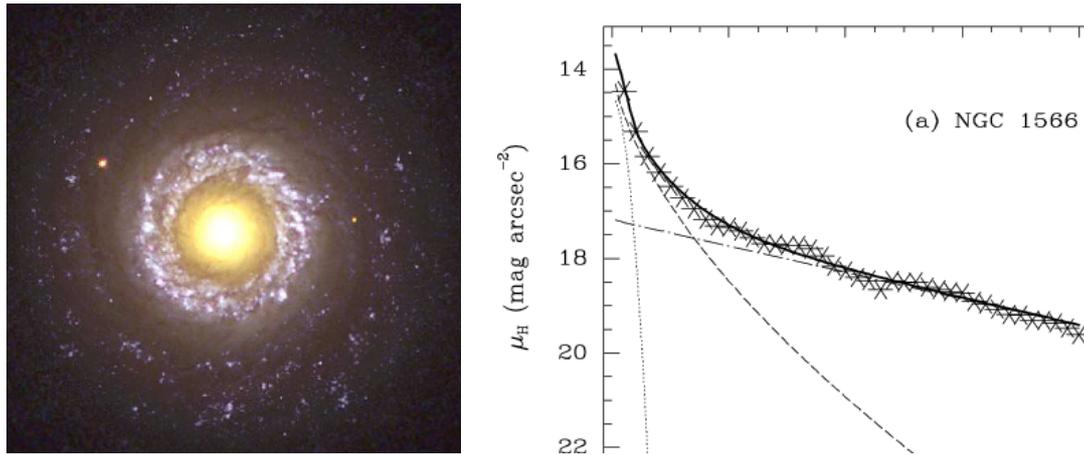
**Figura 6.14** – O Enxame da Virgem (irregular). A maioria dos objetos que se vê são estrelas da nossa Galáxia. Notem-se as assinaladas galáxias, dominantes do enxame e não muito longe do seu “centro”.



**Figura 6.15** – Desde há duas décadas que este tipo de gráfico se tornou comum para representar estruturas no Universo a grandes distâncias de nós. É tridimensional mas com duas dimensões de espaço [projectadas no céu –  $(\alpha, \delta)$ ] e uma de distância-tempo (uma vez que, a essas distâncias, é relevante o facto do Universo ser de espaço-tempo). A dimensão  $\delta$  é, intencionalmente, muito “fina”, para encontrar estruturas ligadas fisicamente.

As estruturas maiores do Universo, no entanto, são os *super-enxames de galáxias* (enxames de enxames de galáxias). Contêm entre cem e mil enxames de galáxias (até  $10^7$  galáxias!): têm 10-500 Mpc e  $10^{15}$ - $10^{20} M_{\odot}$ . De facto, as galáxias estão organizadas em grandes redes. Uma das maiores estruturas conhecidas é uma rede de galáxias com o nome de *Grande Muralha de Sloan* (~500 Mpc). Subsistem, no entanto, dúvidas se esta é mesmo uma estrutura gravitacionalmente unida (Figura 6.15).

Para rematar esta Secção, apresentamos um problema ainda mais chocante do que o problema da matéria escura (e sem qualquer relação com este): o *problema da matéria normal*: só 10% da matéria bariónica (normal) do Universo está em galáxias (o que demonstra que a formação destas é um processo muito pouco eficiente). O resto, no grosso, será hidrogénio neutro (atómico). A hipótese mais aceite é que este se encontra no meio intergaláctico que se chama “warm-hot” já que a parte aquecida deste é possível detetar (mesmo que difícil) mas o resto assume-se que existe, sem se ver. Assim, os filamentos entre galáxias serão o local onde o grosso da matéria bariónica do Universo, de facto, se encontra. Mas nem vê-la...



**Figura 6.16** – Uma Seyfert (como a NGC7742 aqui apresentada à esquerda) tem por característica principal, além do espectro, um ponto brilhante de luz central, que pode ser comparável em brilho total ao resto da galáxia. Aquele vê-se bem no perfil de luz da Seyfert NGC1566, apresentado à direita.

### 6.3 Galáxias ativas

Por definição, *galáxias ativas* são aquelas que emitem mais de mil vezes o total de radiação proveniente de estrelas (gás e poeiras). Constituem 10% de todas as galáxias conhecidas. O “modelo standard” de *núcleos galácticos ativos* (AGN) diz que os seguintes objetos são, de facto, exatamente o mesmo fenómeno (serão, individualmente, estudados nas quatro subsecções seguintes):

- Seyferts (Sy1, Sy2), incluindo LINERs (Sy3)
- Blazares
- Quasares (rádio) / QSOs (óptico) – Quasi-Stellar Objects
- Rádio Galáxias

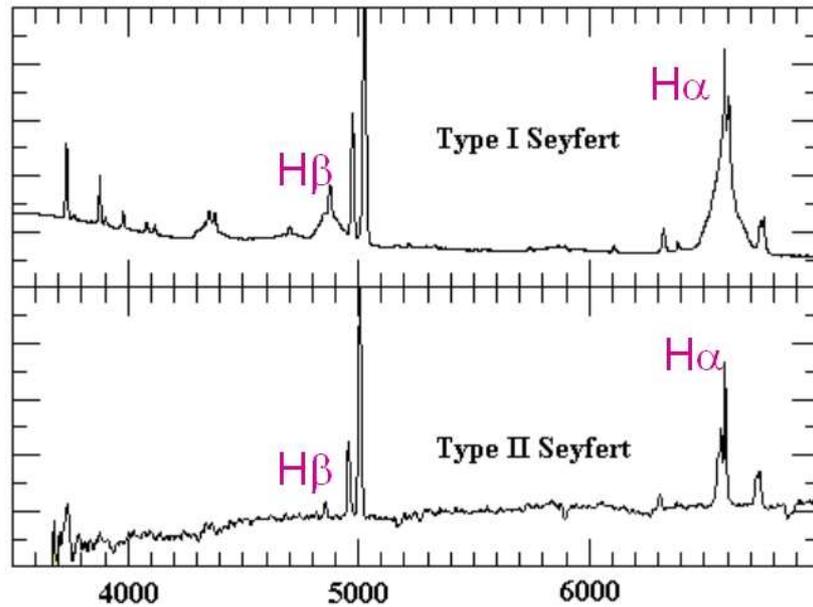
O melhor catálogo atual de AGN é “Quasars and Active Galactic Nuclei (13th Ed.)”, Véron-Cetty & Véron (2010), A&A, 518, A10 (> 168 mil AGN listados).

#### 6.3.1 Seyferts

As *Seyferts* foram o primeiro tipo de AGN descoberto (Figura 6.16). Há 23840 catalogadas, das quais 90% estão em Ss (e 10% em Es). Existem no Universo próximo (baixo a médio “redshift”<sup>12</sup>: 90% têm  $z < 0.6$ ).

Há 15725 Sy1, 6024 Sy2 e 907 Sy3 (estas são LINERs, de facto). A diferença entre Sy1 e Sy2 é apenas no espectro óptico: as Sy1 têm riscas largas e estreitas e as Sy2 apenas

<sup>12</sup> Este termo e utilização como distância vai ser definido na Secção 6.4.



**Figura 6.17** – Embora qualitativamente as diferenças nos espetros, entre Sy1 (emissão de riscas estreitas e largas), em cima, e Sy2 (emissão apenas de riscas estreitas), em baixo, sejam óbvias, a classificação quantitativa de cada Seyfert depende da razão  $R$  entre as larguras das riscas  $H_{\beta}$  e  $H_{\alpha}$  (486.1 nm e 656.3 nm; cf. Figura 2.23). Assim temos, neste caso, de facto Sy1.5 em cima e Sy1.8-1.9 em baixo.

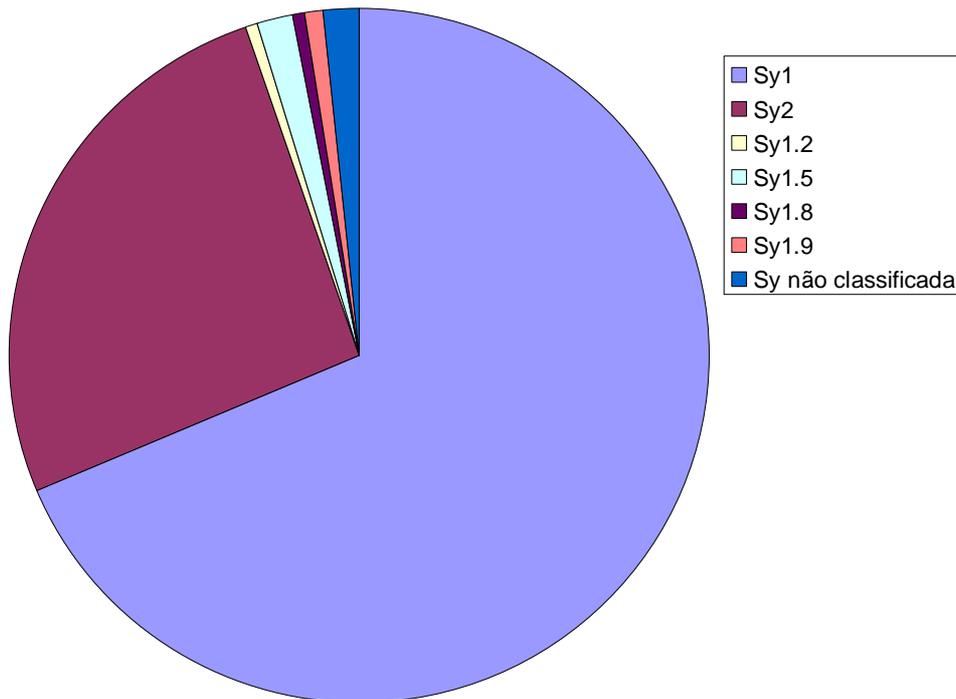
estreitas. Mais formalmente, tudo anda à volta da largura das riscas de  $H_{\alpha}$  e  $H_{\beta}$ . Definindo  $R$  como a razão das larguras de  $H_{\beta}$  e  $H_{\alpha}$ , temos ainda os subtipos (Figura 6.17):

- Sy2 não há largura nem em  $H_{\alpha}$  nem em  $H_{\beta}$
- Sy1.9 largura só em  $H_{\alpha}$  ( $R=0$ )
- Sy1.8 largura em  $H_{\alpha}$  e  $H_{\beta}$  (com  $R < 1/3$ )
- Sy1.5 largura em  $H_{\alpha}$  e  $H_{\beta}$  (com  $1/3 < R < 2$ )
- Sy1.2 largura em  $H_{\alpha}$  e  $H_{\beta}$  (com  $2 < R < 5$ )
- Sy1.0 largura em  $H_{\alpha}$  e  $H_{\beta}$  (com  $R > 5$ )

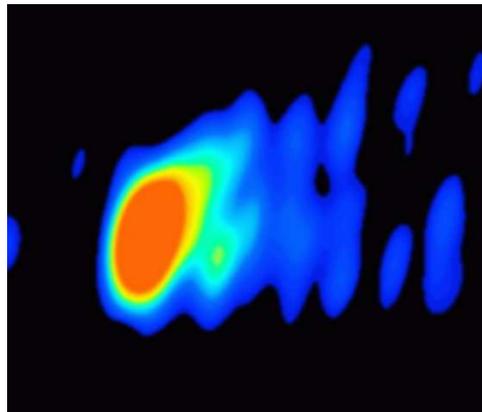
Em termos estatísticos, obtemos o resultado apresentado na Figura 6.18, graças aos dados do catálogo Véron & Véron (2010).

### 6.3.2 Blazares

Já se conhecem cerca de 1200 blazares (868 dos quais BLLacs), AGN com emissão muito variável (minutos a dias) – Figura 6.19. Quase todos residem no Universo próximo (82% em  $z < 0.6$ ). A variabilidade é muito importante pois limita o tamanho da região de emissão. De facto, nenhum objecto pode variar mais depressa do que o tempo que a luz o demora a atravessar. Assim, como:



**Figura 6.18** – De longe, as Sys mais abundantes são de tipo 1. As de tipo 2 também são numerosas. Os restantes subtipos aparecem em muito menor número e ainda há uma fração considerável de Sys não classificadas.



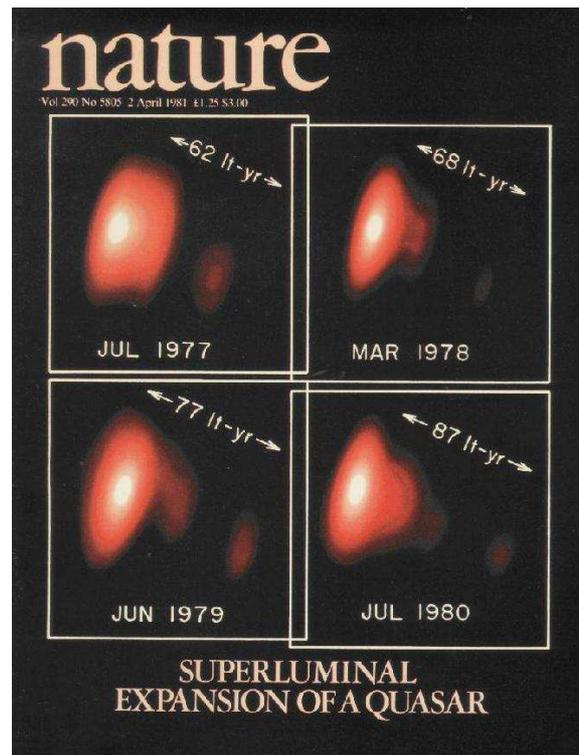
**Figura 6.19** – Um blazar no rádio (a falsa-cor). Só se vê um jato (para a direita). O outro é fraco demais para ser detetado. A inclinação do jato com a nossa linha-de-visão é de quase zero graus...

$$Espaço = velocidade \times tempo$$

vem:

$$S = c t$$

Obtemos, para  $S$ , minutos-luz, no máximo, ou ~30 milhões de km, mais perto que a distância de Mercúrio ao Sol. Para um objeto com a massa medida mínima de um milhão de massas solares, é um pouco apertado...



**Figura 6.20** – Capa da revista Nature, de 1981, onde se vê bem o movimento aparente superior à velocidade da luz.

Os blazares têm, frequentemente, movimentos (aparentes) *superluminais* (máximo:  $40c$ )<sup>13</sup>.

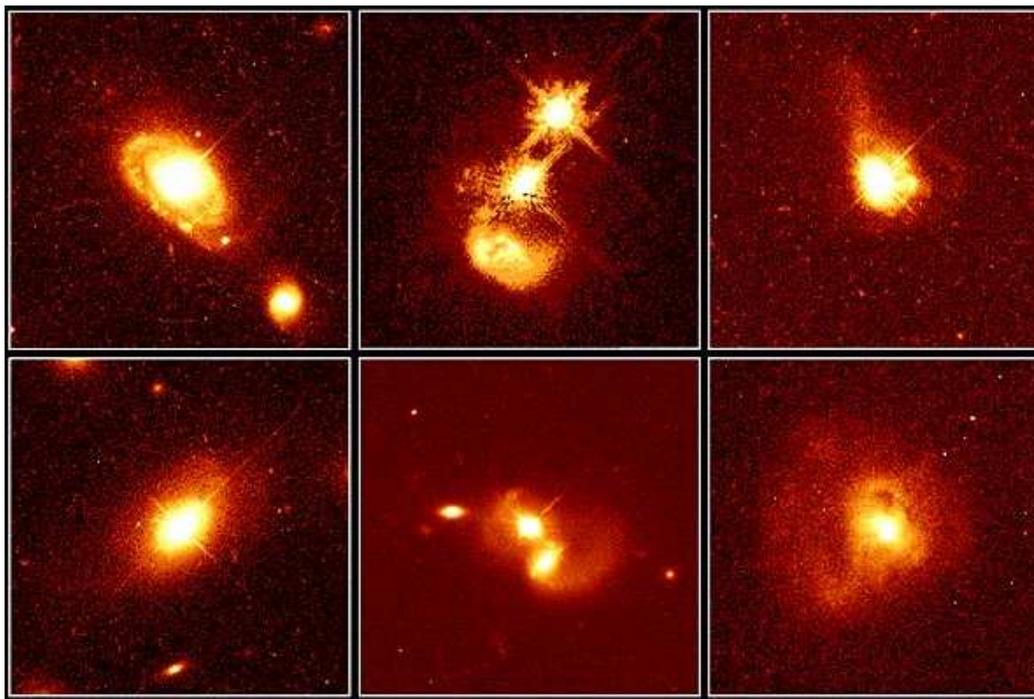
O movimento superluminal foi explicado pela primeira vez na publicação Rees (1966), Nature, vol.211, 468. Em blazares, especificamente, é famoso o artigo Pearson et al. (1981), Nature, vol.290, 365 (fonte rádio 3C273; velocidade:  $10c$ ), que serviu de capa para esse número da famosa revista (Figura 6.20).

Há dois tipos principais de blazares:

- i) BL Lacs, que residem em Es; têm um espectro sem riscas<sup>14</sup>.
- ii) OVV's (Optically Violent Variables) que misturam muitas propriedades: no ótico são como Sy1; no rádio como BLLacs; no espectro rádio como quasares.

<sup>13</sup> Rádio galáxias e quasares também os apresentam, às vezes, mas em média são mais lentos. Isto, apesar de o recorde pertencer mesmo a um quasar com  $50c$ ...

<sup>14</sup> No seu estado mais comum. Em raras ocasiões, quando um BLLac perde brilho, conseguem-se detetar algumas riscas por cima do (momentaneamente menos brilhante) contínuo. Só assim conseguimos conhecer as distâncias e outras características de BLLacs.



**Figura 6.21** – O HST confirmou os quasares como residentes em galáxias. A surpresa veio de quase sempre estas serem peculiares (estarem em interação).

### 6.3.3 Quasares

Os *quasares* são o tipo mais famoso e também o mais abundante. O seu nome revela o que são: como estrelas mas com a luminosidade de uma galáxia (Figura 6.21). Espalham-se por todo o Universo. Já totalizam 129 841 (Figura 6.22).

### 6.3.4 Rádio Galáxias

As *rádio galáxias* emitem, fundamentalmente, emissão contínua sincrotrónica (temperaturas “de brilho” da ordem de  $10^{12}$  K – perto do máximo da Física) – Figura 6.23. Conhecem-se milhares e residem em Es. A sua morfologia consiste em dois jatos de plasma opostos (Figura 6.24) a sair de um núcleo central e a terminar em lobos.

Existem dois tipos principais: *Fanaroff-Riley tipo I e tipo II* (FRI e FR II). Para além das diferenças qualitativas de morfologia (Figuras 6.25 e 6.26), é possível estabelecer uma fronteira entre ambas de uma forma mais quantitativa: mede-se a distância entre os máximos de emissão rádio em cada um dos lados do núcleo, que pode ser nos jatos ou nos lobos ( $d_{\text{picos}}$ ) e divide-se pela dimensão total da galáxia ( $D$ ). Então:  $d_{\text{picos}} / D < 0.5$  dá uma FRI, caso contrário temos uma FR II.

Distribuição para 129841 QSOs (13th Véron - 2010)

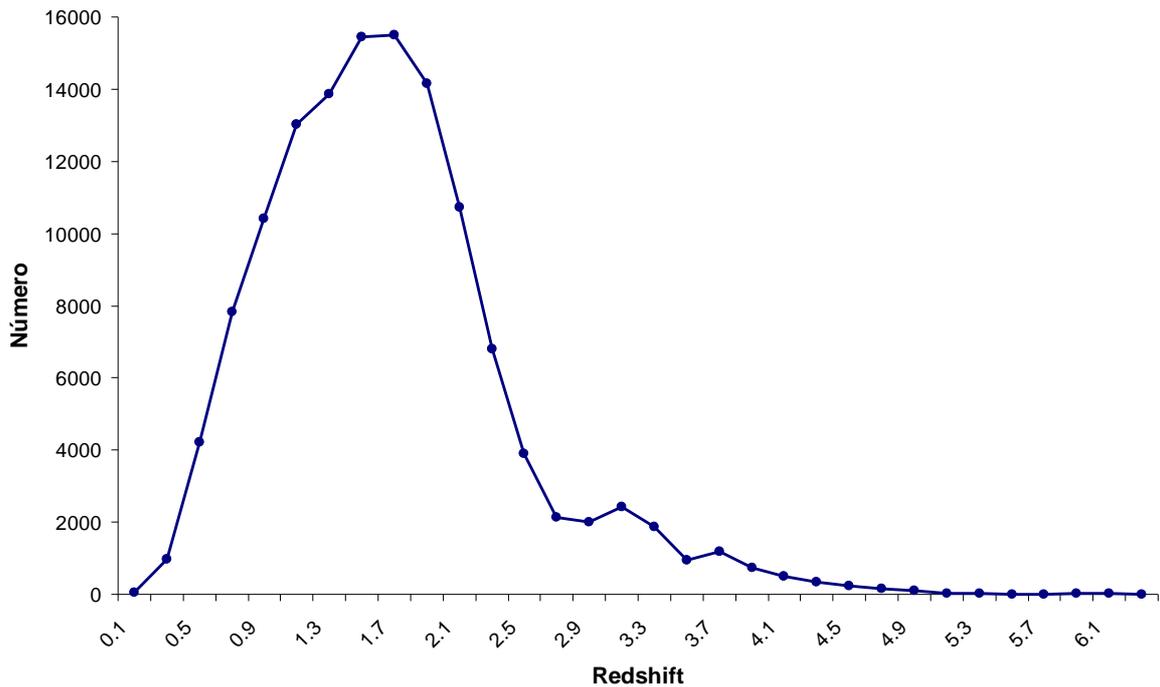


Figura 6.22 – A distribuição, pelo Universo, dos quasares. O recordista está a  $z = 6.4$ .

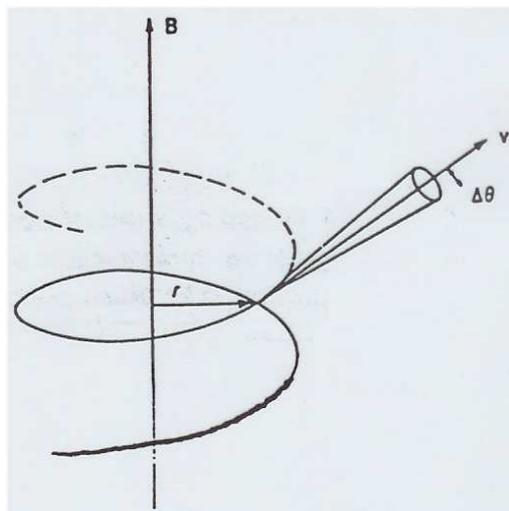


Figura 6.23 – A emissão sincrotrónica surge do movimento em sincrotrão de electrões relativistas num campo magnético (se não fossem relativistas, chamaríamos ao movimento *ciclotrónico*).

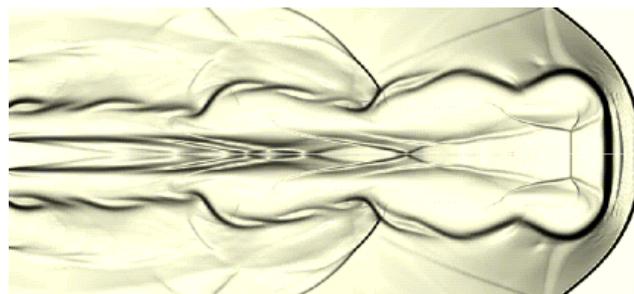
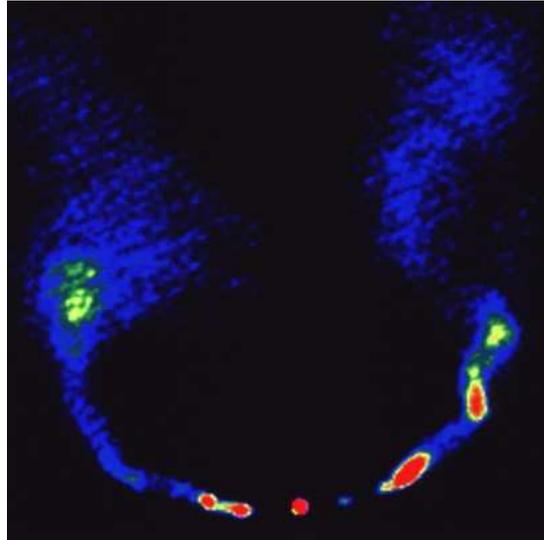
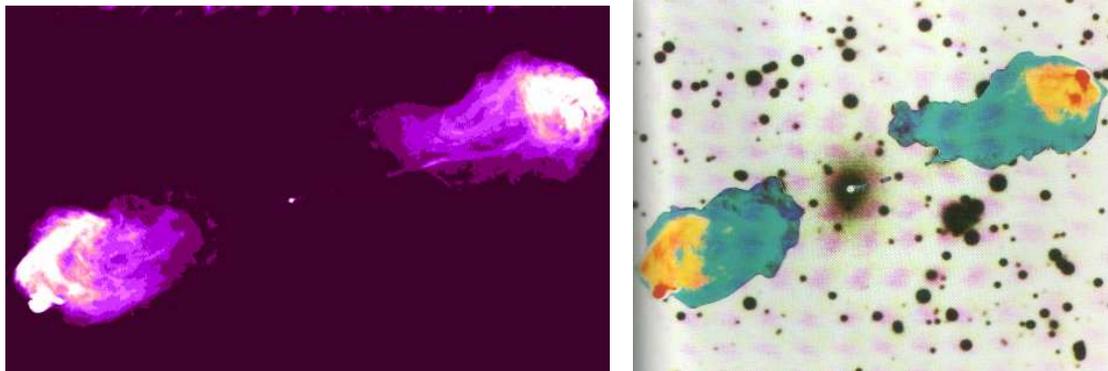


Figura 6.24 – Formalmente, um jato de plasma existe sempre que o comprimento é, pelo menos, cinco vezes a largura. Na imagem, uma simulação numérica recorrendo à complexa magnetohidrodinâmica.



**Figura 6.25** – Uma rádio galáxia Fanaroff-Riley tipo I (FRI), neste caso no centro de um enxame (numa cD). Note-se que os jatos, lentos, se vêem perfeitamente. A imagem está a falsa-cor com vermelho mais brilhante que azul.

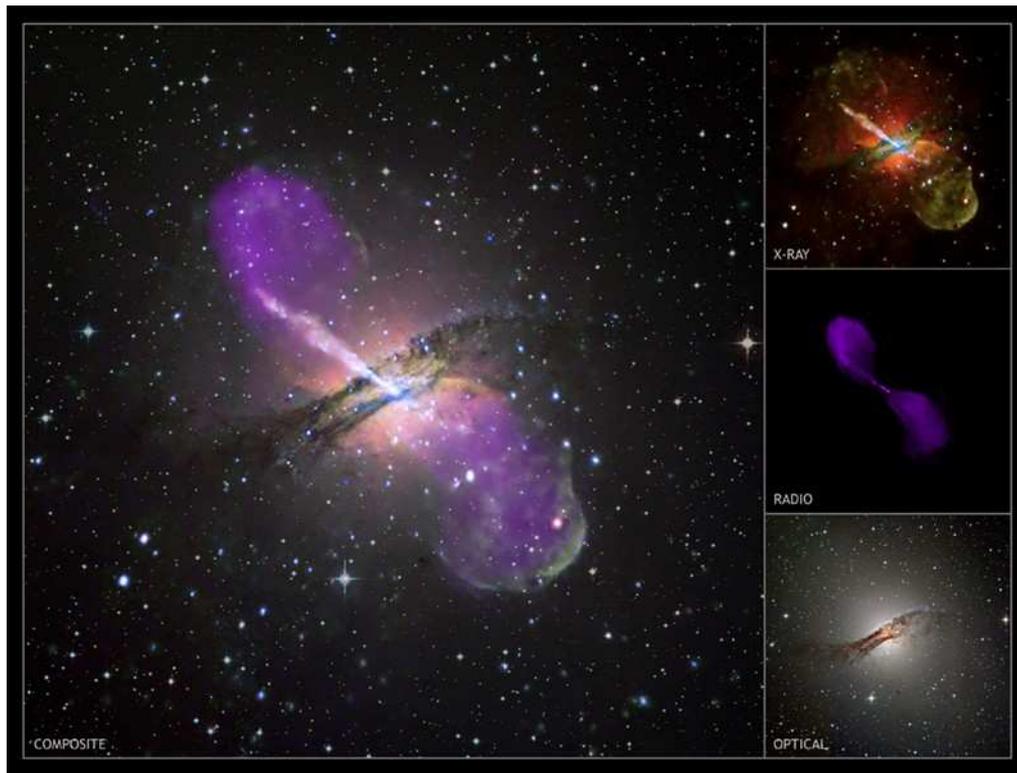


**Figura 6.26** – Cygnus A, o protótipo de uma rádio galáxia FR II. Os jatos opostos são supersónicos e, por isso, não se vêem (imagem da esquerda). Há choques violentos nos lobos. Os jatos chegam a distâncias de 1 Mpc, bem maiores que o tamanho da galáxia hospedeira (imagem à direita: visível a preto e branco; rádio a cores).

### 6.3.5 Unificação

Uma das “peças” fundamentais do “modelo standard” de AGN (Figura 6.27), que os unifica a todos, é um *toro molecular* que permite que, apenas por geometria, possamos “ver” este ou aquele tipo. Assim, a confirmação com o HST da sua existência (Figura 6.28), foi uma importante vitória para este modelo, apresentado em detalhe na Figura 6.29. O *buraco negro* (BN) é um enigmático objeto que surge sempre que a matéria tem uma densidade superior a um valor crítico. Passa, então, a ter gravidade suficiente para nem a luz deixar escapar (Figura 6.30). O seu “raio” (dito de Schwarzschild, quando estático) é dado por:

$$R_S = 2GM/c^2$$



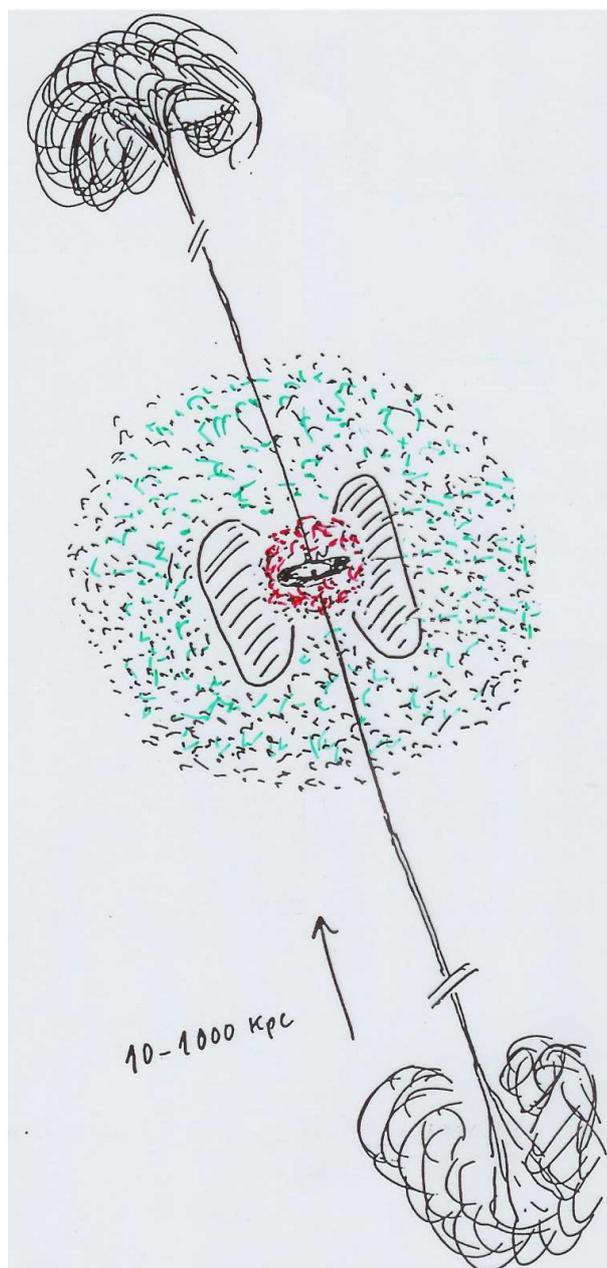
**Figura 6.27** – O AGN mais próximo de nós é Centaurus A, uma rádio galáxia (a  $\sim 3$  Mpc). Aqui vê-se no óptico e nos raios X, também, para além do rádio.



**Figura 6.28** – O toro molecular de poeiras da Sy3 NGC4261.

O BN é descrito por apenas três propriedades: momento angular, potencial gravítico e carga eléctrica. Quando em rotação e carregado surge um campo magnético (buraco negro de Kerr-Newmann).

A unificação de AGN é feita por simples orientação geométrica. Conforme o ângulo de visão e o comprimento de onda da observação, veremos o mesmo modelo standard como um objeto diferente (Figura 6.31).



**Figura 6.29** – O modelo *standard* de AGN. Um buraco negro supermassivo central ( $10^6$ - $10^9 M_{\odot}$ ) em rotação, agrega massa do ambiente através de um disco de agregação (a preto). Segue-se a região de emissão de riscas largas (BLR; a vermelho) com um tamanho de 0.1-1 pc, massa  $10^2$ - $10^4 M_{\odot}$  e temperatura  $10^4$  K. O toro molecular é visto em secção (tracejado), usualmente a  $\sim 100$  K, enquanto se segue a região de emissão de riscas estreitas (NLR; a verde) com um tamanho de 0.01-1 kpc e massa  $10^9 M_{\odot}$ . Finalmente, dois energéticos jatos opostos, que saem diretamente do buraco negro, podem chegar a distâncias colossais.

#### 6.4 Distâncias e a constante de Hubble

A medição de distâncias em Astronomia resolve-se, localmente, de forma simples e precisa mas (para além da nossa vizinhança galáctica), em geral, é um grave problema. Localmente usamos o método geométrico da triangulação por *paralaxe* ( $\pi$ ). A incógnita é  $d$ , distância do objeto (por exemplo, um lápis) – Figura 6.32. Este “desloca-se”, aparentemente, de  $\theta$ , em relação a um fundo (distância irrelevante – é longe o suficiente



**Figura 6.30** – Nem a luz escapa de um buraco negro (daí o seu nome). Este consiste numa região do espaço-tempo com elevadíssima *densidade* de massa.

para que não se veja nada a mexer), conforme alternamos o ponto de visão (olho esquerdo ou olho direito, à distância  $a$ ). Por trigonometria, temos:

$$d = a/2 / (\text{sen } \theta/2) \approx a/2 / \theta/2 = (a/2)/\pi$$

Quanto maior for  $a$ , maiores as distâncias medidas com a precisão  $\pi$ . Quando  $a$  é o diâmetro da Terra, conseguimos medir a paralaxe da Lua e de alguns planetas do Sistema Solar. E como chegamos às estrelas? Usando para  $a$  o dobro da Unidade Astronómica (ou seja, toda a órbita da Terra)! Assim, obtemos (Figura 6.33):

$$\pi \approx 1.5 \times 10^{11}/d \text{ (rad)} \approx 3.1 \times 10^{16}/d \text{ (arcseg)}$$

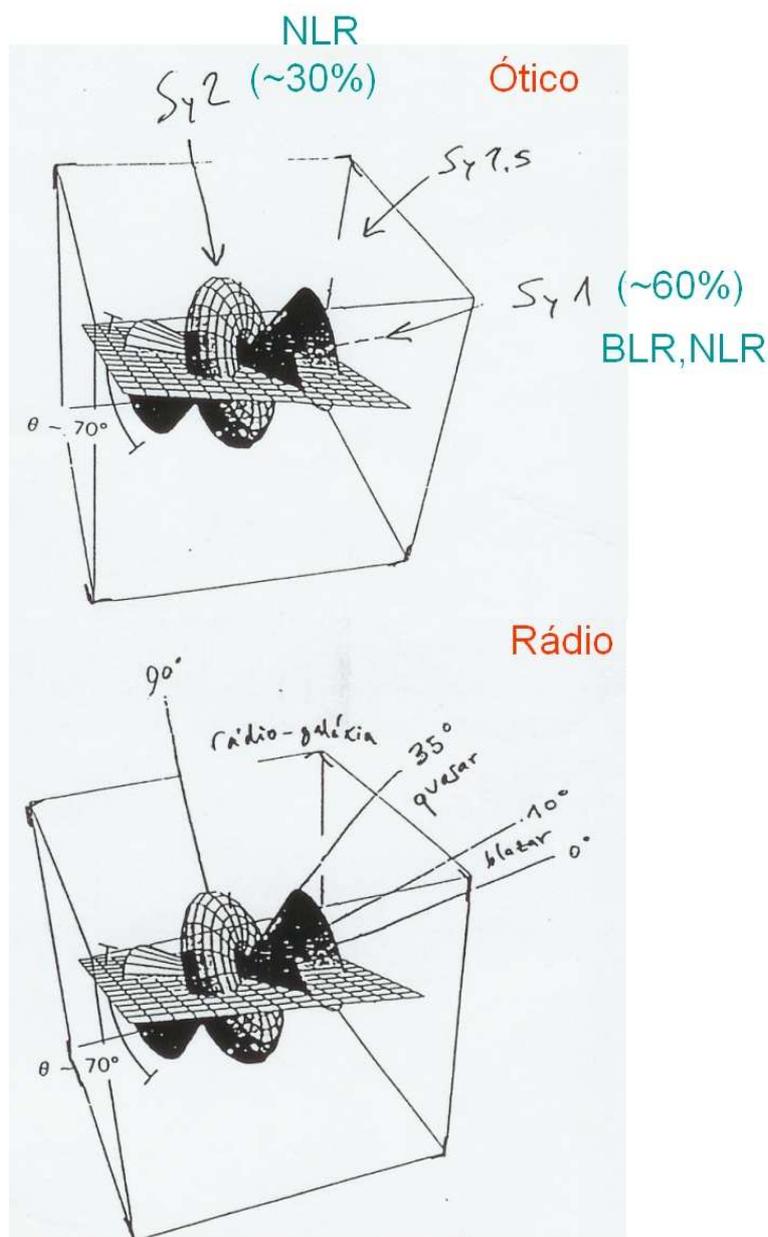
$$\pi(\text{arcseg}) \approx 1/d(\text{pc})$$

De facto,

$$1 \text{ rad} \approx 206265 \text{ arcseg}$$

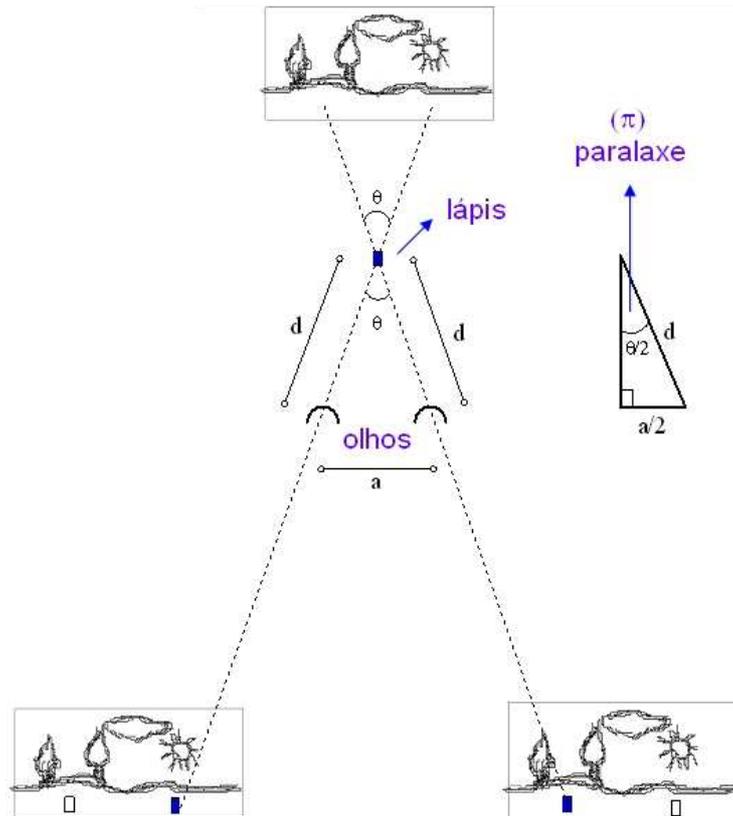
$$1 \text{ pc} \approx 206265 \text{ U.A.}$$

O satélite Hipparcos, graças a fugir à atmosfera terrestre, conseguiu uma precisão de  $\pi \approx 0.0008'' \Rightarrow d \approx 1250 \text{ pc}$ . A missão espacial GAIA (2012), que irá para bem longe, conseguirá uma precisão de  $\pi \approx 0.00002'' \Rightarrow d \approx 50 \text{ kpc}$  (toda a Nossa Galáxia!).



**Figura 6.31** – O toro molecular é o elemento fundamental para a teoria da unificação de AGN. Aliado a uma abertura típica do cone de emissão de radiação de  $70^\circ$ , explica as abundâncias e propriedades dos vários tipos de AGN. Aqui resumiam-se as S $\gamma$ s (em cima, ótico) e os três restantes tipos (em baixo, no rádio).

O grande problema da Astronomia Extragaláctica é a dificuldade em medir distâncias e, logo, a de conhecer a escala do Universo. Usa-se uma “escada de distâncias” em que vários métodos são utilizados em sucessão, de forma a sairmos da nossa vizinhança solar até chegar aos confins do Universo. O problema é o elevado erro no resultado final, acumulado de tantos métodos.



**Figura 6.32** – Um lápis “desloca-se”, aparentemente, em relação a um fundo distante, conforme alternamos o ponto de visão (olho esquerdo ou olho direito). Este ângulo (paralaxe) permite conhecer a distância  $d$  ao objeto, dada a conhecida distância entre os olhos.

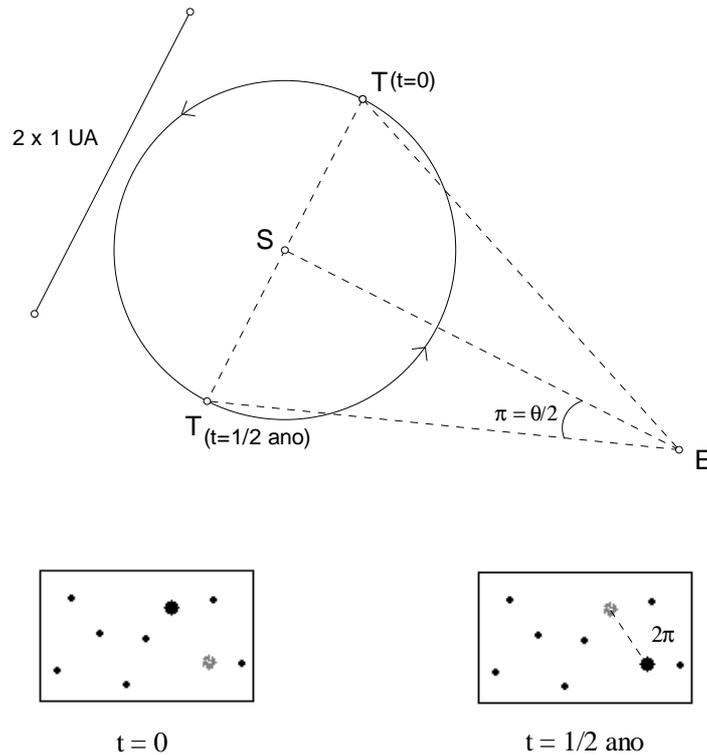
Hubble, em 1929, foi o primeiro a publicar uma preliminar proposta para a expansão do Universo (quase totalmente com dados de Slipher que os tinha recolhido desde há dez anos antes): descobriu que quanto mais longe uma galáxia se encontra de nós mais depressa “foge”. Conhecendo a razão desta expansão (*constante de Hubble*,  $H_0$ ) relacionamos diretamente a velocidade (medida) de expansão com a distância  $D$  da galáxia ( $v_{\text{rec}} = H_0 D$ ). O problema é que a constante de Hubble ainda não é conhecida com elevada precisão...

Por efeito de Doppler, a radiação de todas as galáxias no Universo em expansão sofre um desvio para o vermelho (redshift  $z$ ). Este é, observacionalmente, dado por:

$$z = \Delta\lambda/\lambda_0 = v_{\text{rec}}/c = H_0 D/c$$

A última igualdade só é válida para  $z \ll 1$ , ou seja, enquanto a velocidade de recessão não é relativista. A partir daí a fórmula que é válida é:

$$v_{\text{rec}}/c = [(1+z)^2 - 1] / [(1+z)^2 + 1]$$



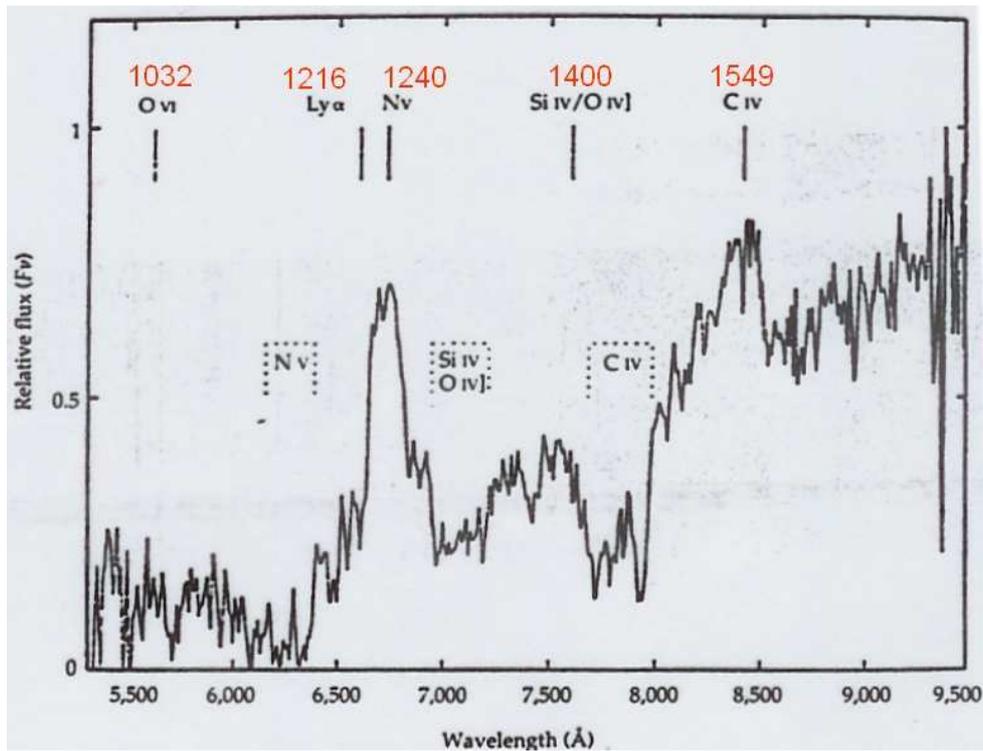
**Figura 6.33** – A paralaxe astronômica de uma estrela E é medida graças ao movimento de estrelas em relação ao fundo das outras bem mais distantes (tiram os, daí, as distâncias dessas estrelas “móveis”). A forma mais eficiente de o fazer é utilizando a órbita da Terra (T), esperando que o nosso planeta nos leve de um extremo ao outro da mesma, no seu movimento em torno do Sol (S).

Na prática, estimamos  $z$  de uma galáxia (ou quasar, ou outro objeto qualquer) a partir do seu espectro ótico: é fundamental a identificação de várias riscas e depois a determinação do seu desvio para o vermelho em relação ao repouso (laboratório,  $\lambda_0$ ) – e.g. Figura 6.34.

A noção de distância, para o Universo longínquo, passa a ser bem diferente da convencional e, de facto, conforme o contexto em que trabalhamos temos *três* distâncias disponíveis: *própria* (teórica), de *luminosidade* e *angular*. Esta última é a mais utilizada quando fazemos imagens de objetos longínquos. Depende do parâmetro de densidade de massa do Universo,  $\Omega_0$ :

$$D_A = [2c(1 - \Omega_0 - (1 + \Omega_0 z)^{0.5})(1 - (1 + \Omega_0 z)^{0.5})] / [H_0 \Omega_0^2 (1+z)^2]$$

O redshift  $z$  é, por isso, uma importante forma não ambígua de medir distâncias no Universo e é a maneira usual como se apresentam distâncias a galáxias, AGN, etc.



**Figura 6.34** – Espectro óptico de um quasar. A gama de comprimentos de onda observados é dada em baixo. A identificação de cinco riscas é dada em cima, junto com os seus  $\lambda_0$  (laboratório). Calcula-se então, para cada uma, o valor de  $z = \Delta\lambda/\lambda_0$ . Faz-se a média e obtém-se  $z \approx 4.4$ .

Abordemos agora a questão da constante de Hubble  $H_0$ . Como vimos, esta é fundamental para passarmos de  $z$  a distância (junto com  $\Omega_0$ , de que falaremos no Capítulo 7). O problema é que, desde a sua introdução por Hubble em 1929, a sua exata determinação tem-se revelado incrivelmente difícil (Figuras 6.35 a 6.37).

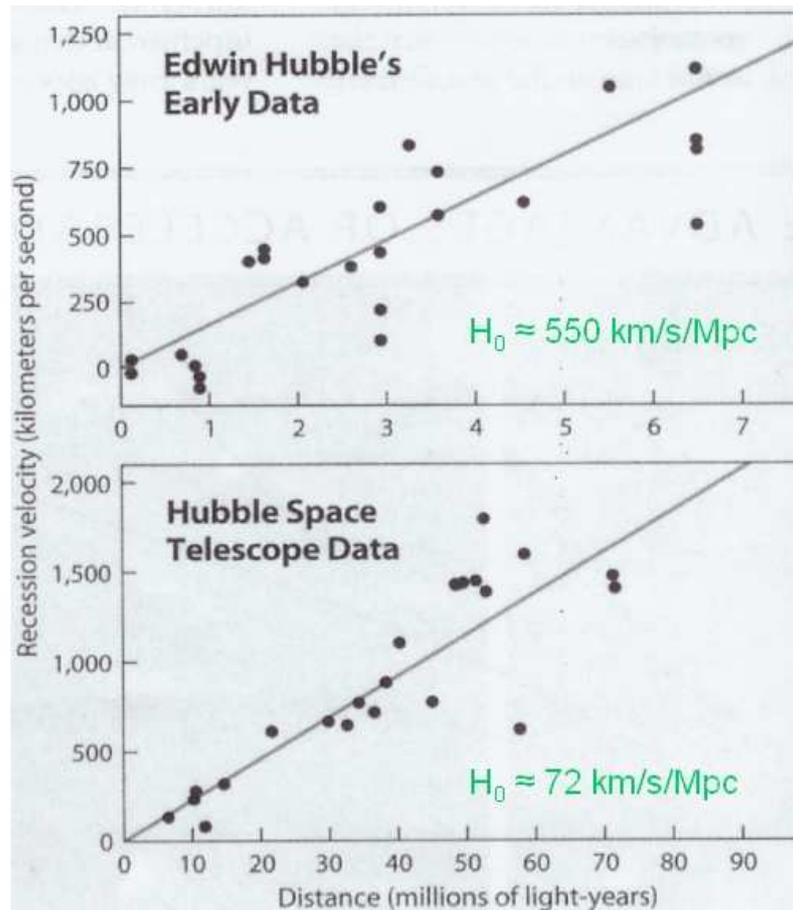
Uma boa forma de tentar fixar um intervalo relativamente pequeno é tomar a mediana (por ex.) das centenas de medições efetuadas recentemente. O intervalo mais consensual é:

$$H_0 \approx 67-71 \text{ km/s/Mpc.}$$

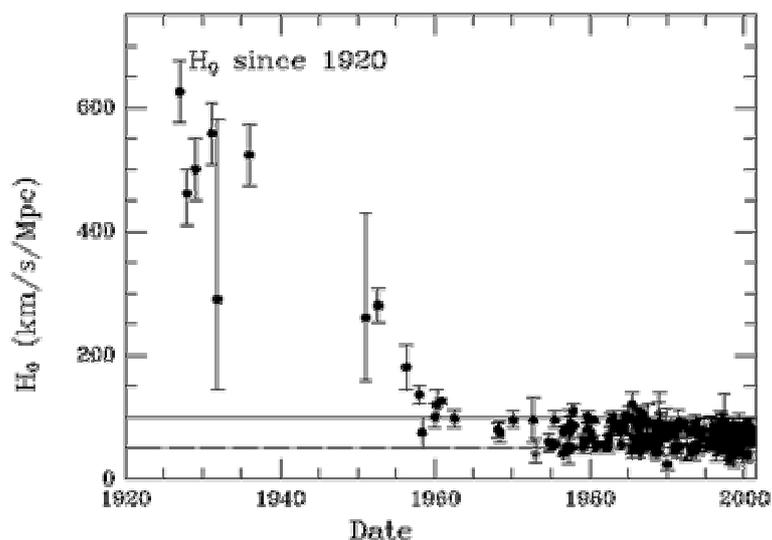
### 6.5 Evolução

Após o Big Bang (modelo apresentado no Capítulo 7) o universo “visível” (nas microondas, de facto, de forma mais proeminente) surge apenas ~400 000 anos depois ( $z=1100$ ) no ruído cósmico de fundo (CMB) – Figura 6.38.

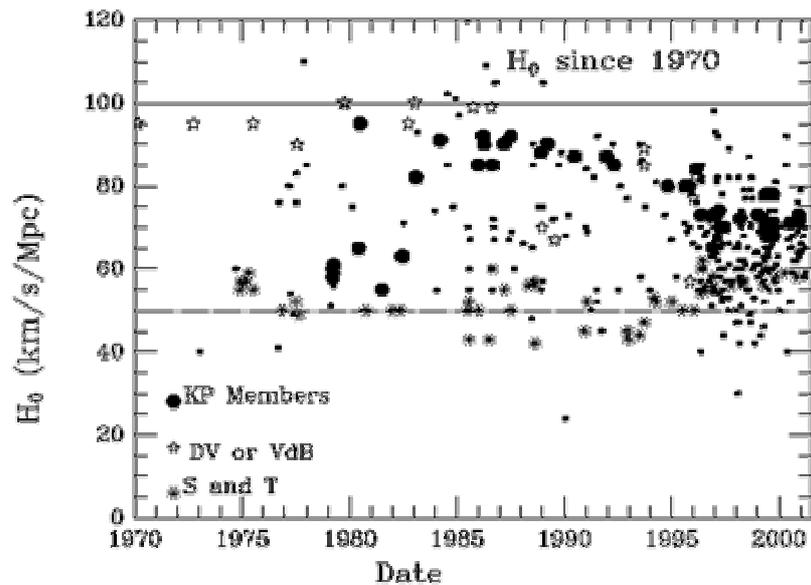
É a partir das flutuações iniciais do CMB que tem lugar a formação, em cadeia, de todas as estruturas do Universo. Pensa-se que a matéria escura dominou essa formação. Em sequência:



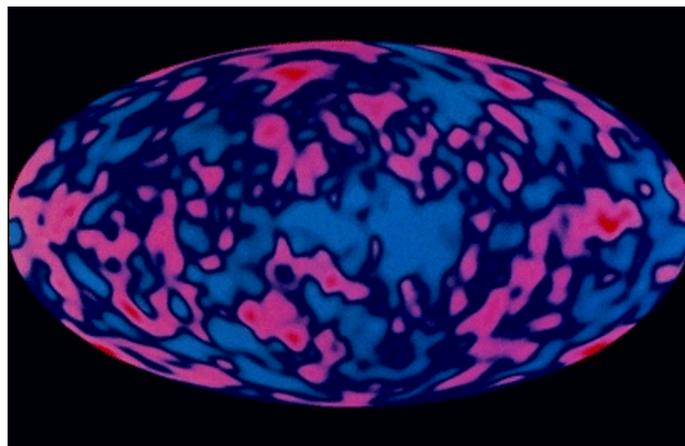
**Figura 6.35** – Como indicador de distância a todas as galáxias da sua amostra (no Grupo Local), Hubble utilizou estrelas variáveis Cefeidas (acima). Mais tarde descobriu-se que estas existem em dois tipos e que Hubble os misturou. Os dados do HST (abaixo) são “apenas” até ao Enxame da Virgem.



**Figura 6.36** – O valor da constante de Hubble no período 1927-2000. Podemos separar a sua evolução em três períodos: i) 1927-1958, quando desceu de cerca de 600 km/s/Mpc para perto dos 100 km/s/Mpc. ii) 1958-1985, quando o seu valor estabilizou entre 50 e 100 km/s/Mpc mas as medições não eram muitas e os erros eram ainda grandes. iii) 1985-hoje, quando, incrivelmente, apesar do imenso número de medições, ainda temos um intervalo de incerteza (67-71 km/s/Mpc). Ver Figura 6.37.

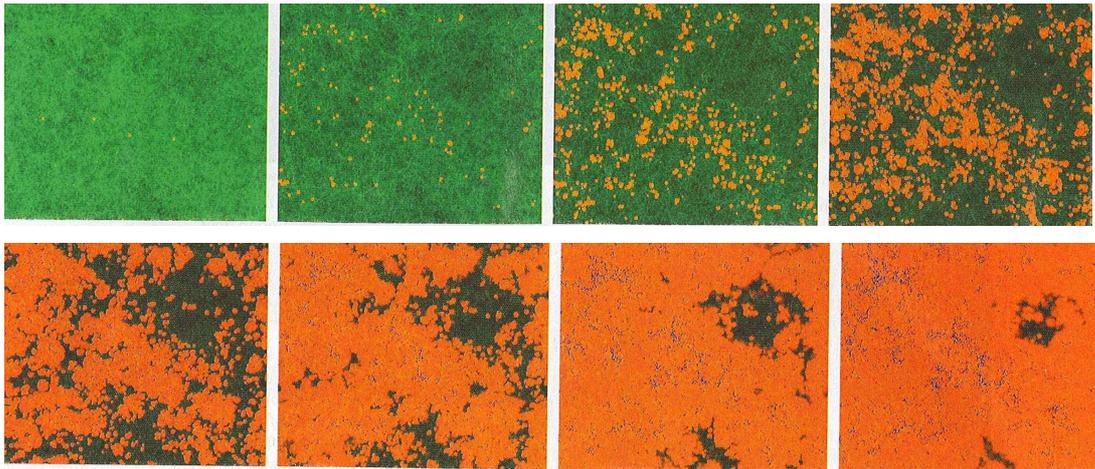


**Figura 6.37** – Medições de  $H_0$  de 1970 a 2001. Embora com uma tendência final para ter mais valores no intervalo 60-80 km/s/Mpc, ainda existem resultados recentes que vão tão baixo quanto 40 km/s/Mpc ou tão alto quanto 92 km/s/Mpc. Ver Figura 6.36.

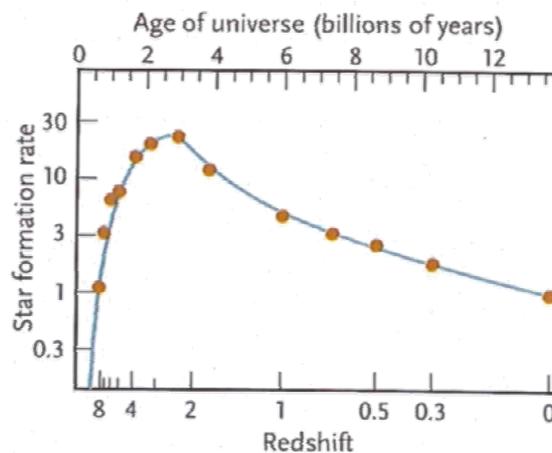


**Figura 6.38** – O CMB é muito homogêneo, numa parte em  $10^4$ , que são as flutuações térmicas apresentadas.

- $z \sim 1100$ ,  $t_U \sim 400\,000$  anos – Estruturas primordiais (nuvens de gás)
- $z \sim 100$ ,  $t_U \sim 15 \times 10^6$  anos – Estruturas menores (nuvens de gás)
- $z \sim 25$ ,  $t_U \sim 120 \times 10^6$  anos – Proto-galáxias (proto-E: formação estelar intensa a partir de *todo* o gás) (proto-S: colapso do gás num disco, sem formação estelar) (e/ou terão surgido as primeiras estrelas – Pop.III?)
- $z \sim 15$ ,  $t_U \sim 260 \times 10^6$  anos – Galáxias; formação estelar começa em Ss (e continua até hoje –  $z=0$ )
- $z \sim 11.5$ ,  $t_U \sim 400 \times 10^6$  anos – Reionização do Universo pelas estrelas (Figura 6.39)



**Figura 6.39** – Uma simulação que ilustra a reionização gradual do Universo (da esquerda para a direita, de cima para baixo): a verde HI, a vermelho HII. O tempo que decorre da primeira à última imagem é relativamente curto: cerca de uma centena de milhão de anos.



**Figura 6.40** – A evolução do ritmo de formação estelar no Universo em relação ao que se verifica hoje (no redshift  $z=0$ , com o valor normalizado de 1).

- $z = 8.6$  – 1ª Galáxia conhecida (é o objeto mais longínquo do Universo, à exceção do Ruído Cósmico de Fundo; uma explosão em raios  $\gamma$  foi detetada a  $z = 8.2$  – GRB090423)
- $z \sim 1-5$ ,  $t_U \sim 1-5 \times 10^9$  anos – Tamanho das galáxias aumenta continuamente (agregação); formam-se estrelas ainda mais intensamente (25 vezes mais, com o pico a  $z \sim 2.5$ ) – Figura 6.40
- $z \sim 0-1$ ,  $t_U \sim 5-14 \times 10^9$  anos – Região de validade da classificação de Hubble para as galáxias
- $z < 0.01$  – Formação estelar volta praticamente à inicial ( $z > 8$ ) – Figura 6.40.

Uma questão pertinente é saber qual foi a evolução de galáxias ativas. A interpretação de 10% de todas as galáxias conterem AGN é a de que *todas* foram AGN 10% do

tempo. Por exemplo, no centro da nossa galáxia há um buraco negro supermassivo ( $4 \times 10^6 M_{\odot}$ ) adormecido. À luz do modelo standard de AGN, os quasares são a sonda utilizada para traçar a evolução de AGNs, por serem os únicos que se vêem por todo o Universo (por serem os mais brilhantes) – Figura 6.22; cf. Figura 6.40. Em resumo:

- $z \sim 10$ ,  $t_U \sim 500 \times 10^6$  anos – Colisões de galáxias: formação de BN supermassivos ( $10^{6-9} M_{\odot}$ )
- $z = 6.43$  – 1º Quasar conhecido
- $z \sim 5$ ,  $t_U \sim 1 \times 10^9$  anos – AGNs “acendem-se” em muitas galáxias
- $z \sim 1.5$ ,  $t_U \sim 4 \times 10^9$  anos – Pico de atividade (quase todas as galáxias são ativas nesta altura)
- $z \sim 1$ ,  $t_U \sim 5 \times 10^9$  anos – AGNs “apagam-se” rapidamente em quase todas as galáxias ativas
- $z \sim 0$ ,  $t_U \sim 14 \times 10^9$  anos – Galáxias normais com BNs supermassivos adormecidos no centro



## 7 - Cosmologia

### 7.1 Parâmetros fundamentais

O primeiro resultado relevante, que se obtém diretamente de  $H_0$ , é uma escala de tempo (de Hubble) para o Universo (estimativa da sua idade): basta calcular o inverso da constante de Hubble:

$$t_H = 1/H_0 \approx 1/(70 \text{ kms}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}) \approx 3.1 \times 10^{22} / 70 \times 10^3 \text{ s} \approx 4.4 \times 10^{17} \text{ s} \approx 14 \times 10^9 \text{ anos}$$

Há três constantes cosmológicas fundamentais, para além de  $H_0$ . No fundo, todas estas nos dão as densidades de massa e energia do Universo.

O *parâmetro de densidade* (de massa) local do Universo,  $\Omega_0$ , é dado em função de uma densidade de massa crítica ( $\rho_c = 3H_0^2/8\pi G$ ). Na prática, esta é a densidade limite (onde  $\Omega_0=1$ ) para que o Universo recolapse no futuro ( $\Omega_0>1$ ) ou expanda para sempre ( $\Omega_0<1$ ). Usando  $\rho_0$  como a densidade local ( $z=0$ ) do Universo:

$$\Omega_0 = \rho_0/\rho_c = 8\pi G\rho_0/(3H_0^2)$$

Temos:

$$\rho_c \approx 2 \times 10^{-33} H_0^2 \text{ g/cm}^3$$

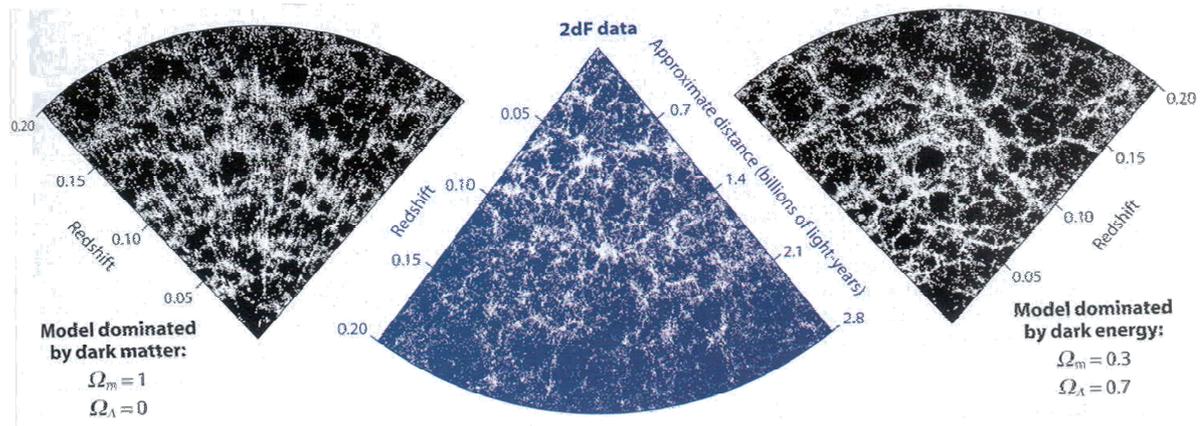
Durante muitos anos (de facto, décadas) acreditou-se que vivíamos num Universo crítico ( $\Omega_0=1$ ) sem qualquer contribuição energética significativa (Universo quase só massa). O parâmetro de densidade de energia (a constante cosmológica  $\lambda_0$  ou  $\Omega_\Lambda$ ) valia zero. Agora sabemos que cometemos dois erros. Antes de mencionarmos a correção desses dois erros, vamos dar a definição de um novo parâmetro: o da *desaceleração do Universo* ( $q_0$ ). É dado por:

$$q_0 = \Omega_0/2 - \lambda_0$$

Assim, até há uns 15 anos atrás acreditava-se que (Universo em desaceleração):

$$q_0 = 0.5, \Omega_0 = 1, \lambda_0 = 0$$

Entretanto, a massa bem somada de superenxames de galáxias (incluindo, em ~90%, matéria escura) nunca dava para chegar sequer perto da densidade crítica. As melhores estimativas dão (ainda hoje; mapas de correlação a três pontos – Figura 7.1):



**Figura 7.1** – Mapas de correlação do Universo a três pontos (imagem central) combinados com simulações cosmológicas (duas imagens laterais, a preto e branco) sugerem como melhor modelo cosmológico para o Universo o da direita.

$$\Omega_0 = 0.27$$

O primeiro erro está corrigido. Agora, mantendo  $\lambda_0$  nulo, a nova versão valia (Universo menos desacelerado):

$$q_0 = 0.14, \Omega_0 = 0.27, \lambda_0 = 0$$

O problema é que a Teoria da Inflação exige um Universo de geometria plana e este só acontece se:

$$\Omega_0 + \lambda_0 = 1$$

Após uns anos de discussão e de “dor de barriga” para muitos inflacionistas, a luz fez-se há uns anos quando amostras de supernovas distantes e o WMAP revelaram que, de facto, temos  $\lambda_0 \approx 0.73$  (logo,  $q_0 \approx -0.59$ ). O Universo, afinal, está em *aceleração*. E o segundo erro fica corrigido.

Um alívio para todos...

... ou talvez não! Agora temos um Universo que, não só, tem 90% da sua matéria desconhecida mas, pior, 2/3 de tudo o que o compõe é ainda mais misterioso (energia escura? quintessência? multi-dimensões?). Em resumo, o Universo contém:

- ~ 73% Energia Escura
- ~ 22% Matéria Escura
- ~ 5% Matéria “conhecida”

**Tabela 7.1** – Um resumo do modelo do Big Bang para o Universo, com todas as suas fases. A evolução apresenta-se temporal, em termos de temperatura e ainda com o que se formou de novo em cada fase.

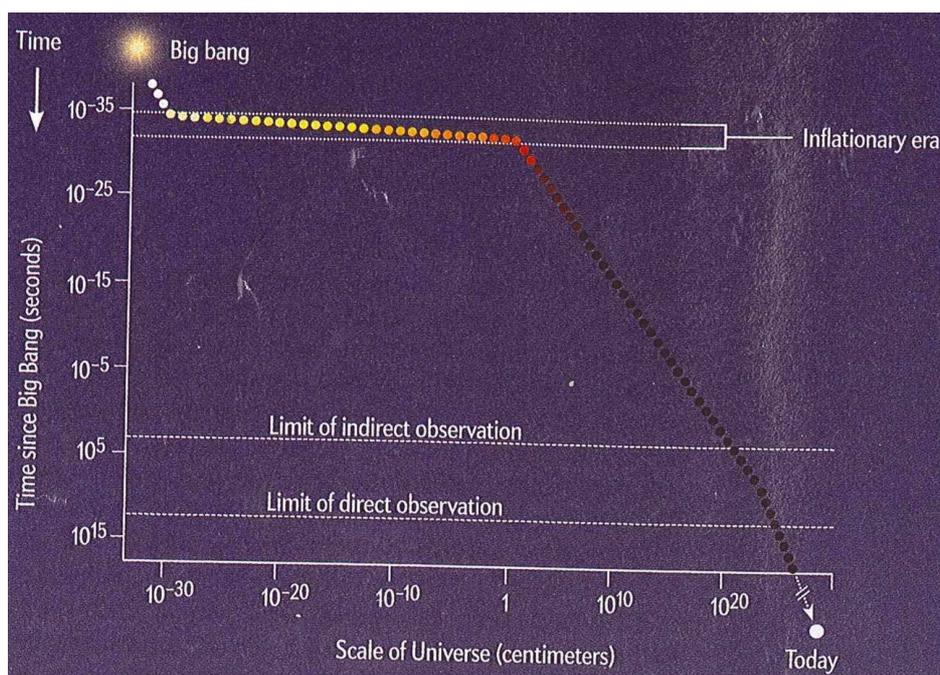
	<i>Estado inicial</i>	$t_U \sim 0s$	<i>singularidade</i> : Universo em $< 10^{-22}m$	
	<i>Explosão</i>	$t_U \sim 10^{-43}s$ $T_U \sim 10^{33}K$	Universo todo em expansão desde então (balão 4D) Origem das leis da Física e <i>quatro</i> forças	
	<i>Inflação</i>	$t_U \sim 10^{-36} - 10^{-32}s$ $T_U \sim 10^{27}K$	expansão exponencial (cresce $10^{50}$ vezes) – <i>inflação</i>	
MATÉRIA	RADIÇÃO	$t_U \sim 10^{-23} - 10^{-6}s$ $T_U > 10^{12}K$	bosões B, W criam fótons ( $10^{-11}s$ ); quarks abundam; quarks criam $p, n$ ( $10^{-5}s$ )	
		$t_U \sim 10^{-4}s$ $T_U \sim 10^{12}K$	“começa” a Relatividade Geral (temperaturas “físicas”)	
		$t_U \sim 0.1 - 1s$ $T_U \sim 10^{10}K$	início da formação de nucleões ( $p+n$ ), de $e^+$ , $\nu$ , etc.	
		$t_U \sim 14s$ $T_U \sim 3 \times 10^9 K$	$p+n$ (formação intensa de nucleões) forma-se ${}^2H_1 (\equiv D)$	
		$t_U \sim 3 \text{ min}$ $T_U \sim 10^9 K$	$D + D \rightarrow {}^3He_2 + n$ $D + {}^3He_2 \rightarrow {}^4He_2 + p$ forma-se ${}^3H_1, Li, Be$ ; Universo com $\sim 75\%$ H e $25\%$ He	
		$t_U \sim 35 \text{ min}$ $T_U \sim 3 \times 10^8 K$	formação de átomos iniciada	
		$t_U \sim 6 \text{ meses}$ $T_U \sim 10^6 K$		
		$t_U \sim 10^5 \text{ anos}$	materia electricamente neutra, fótons iniciam liberdade	
		<i>Recombinação</i>	$t_U \sim 400\,000 \text{ anos}$ $T_U \sim 3000K$ ( $z \sim 1100$ )	materia dissocia-se da radiação; deixa de ser opaca

## 7.2 Modelo standard do Universo

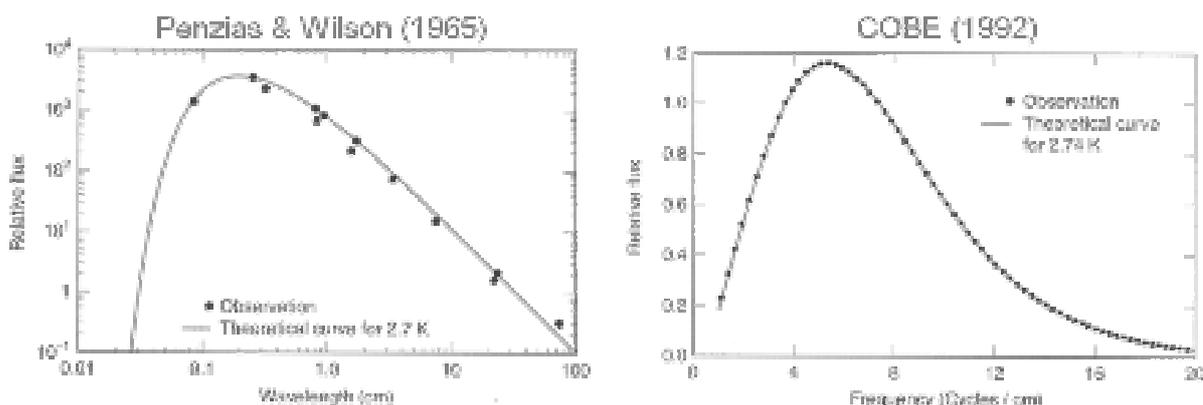
### 7.2.1 Big Bang com Inflação

Para começar, exige-se a aplicação do *princípio cosmológico* (antrópico): o Universo é igual para todos os observadores. O modelo standard para a formação e evolução do Universo como um todo é o do *Big Bang*. Na Tabela 7.1 apresenta-se um resumo deste modelo e das suas várias eras, desde o início até à recombinação. A era inflacionária apresenta-se em pormenor na Figura 7.2.

É a partir do estágio final do modelo do Big Bang que o Universo passa a ser transparente e que temos o primeiro acesso eletromagnético ao mesmo via Ruído Cósmico de Fundo (CMB) – com neutrinos poderemos ver até  $t_U \sim 1 \text{ min}$ ; com ondas gravitacionais até  $t_U < 1 \text{ min}$ .



**Figura 7.2** – Durante a era inflacionária o Universo cresceu exponencialmente, mais do que desde essa era até hoje.

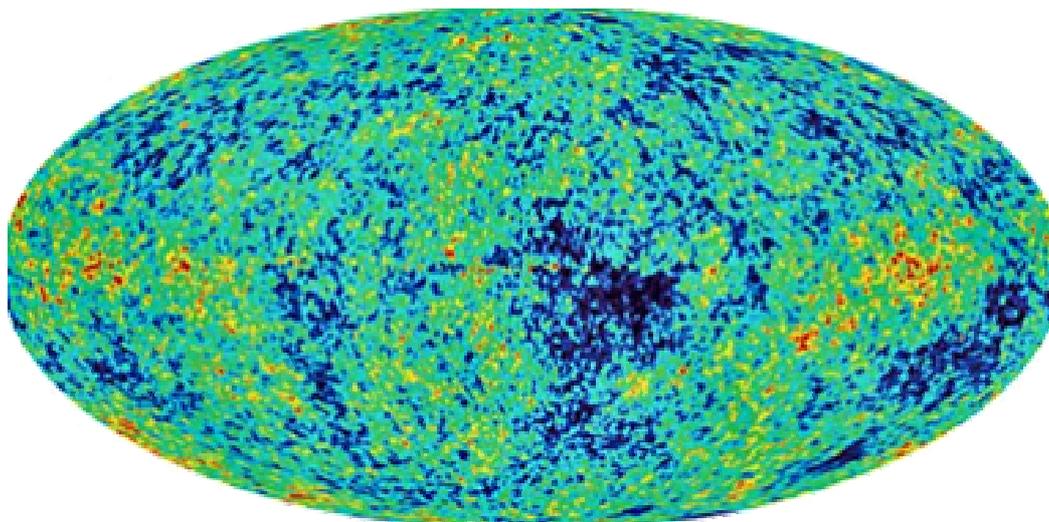


**Figura 7.3** – O CMB como medido por Penzias e Wilson e, mais recentemente, pelo COBE. Os erros de medição deste são  $\sim 0.03\%$ .

O CMB foi descoberto por acidente por Penzias e Wilson em 1965. A sua temperatura (2.725 K) é exatamente a prevista devido à expansão do Universo ( $T/z \sim 3000 \text{ K} / 1100 \sim 2.7 \text{ K}$ ) – Figura 7.3. O WMAP (lançado em 2003 e ainda no espaço) veio trazer mais resolução ainda aos mapas do CMB – Figura 7.4. Pelas implicações em parâmetros cosmológicos, deu a idade mais precisa para o Universo desde sempre:

$$13.7 \times 10^9 \text{ anos } (\pm 1\%)$$

O Planck, já lançado em 2009, vai trazer uma nova revolução, pois tem uma resolução 15 vezes melhor que o WMAP, para além de conseguir ver o CMB também em polarização. Espera-se que, não só, nos dê o valor de  $H_0$ ,  $\Omega_0$  e  $q_0$  com uma grande



**Figura 7.4** – O CMB visto pelo WMAP

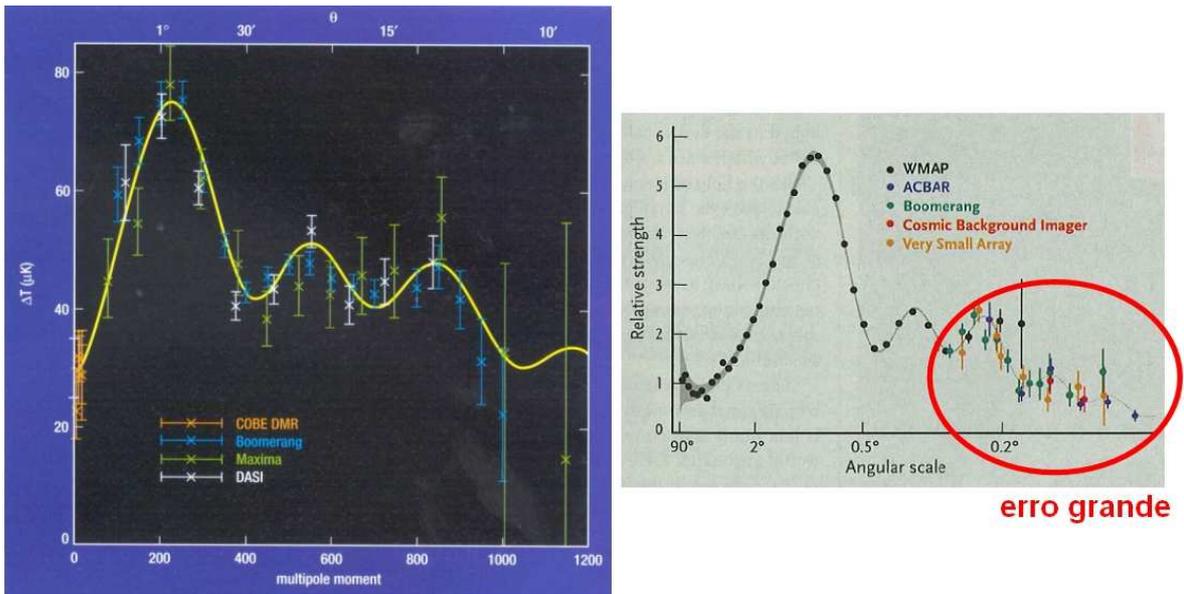
precisão mas, também, que mostre mais detalhes sobre o período inflacionário, que ainda não é bem compreendido. Por exemplo, sabemos que a inflação produziu “ondas sonoras” com picos ( $v_{\text{principal}} + \text{harmônicos}$ ) que se medem (Figura 7.5); estes são uma das medições que o Planck irá fazer.

Ainda no modelo do Big Bang, há uma relevante previsão (nucleossíntese – abundâncias) espetacularmente confirmada em observações (Figura 7.6). Na Figura 7.7 apresenta-se um resumo do ponto de situação do nosso conhecimento sobre a evolução do Universo, desde o Big Bang (pormenores apresentados na Secção 6.5).

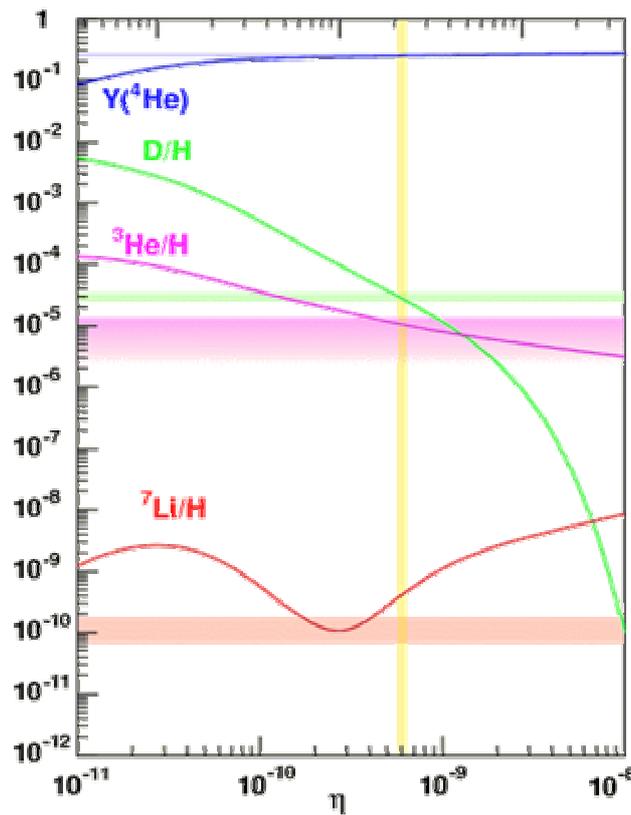
Há modelos alternativos para o Universo, que explicam, por exemplo, a constante cosmológica como uma ilusão. São modelos de *Multiversos* e de *Cordas Cósmicas* que se descrevem a seguir.

### 7.2.2 Cordas Cósmicas

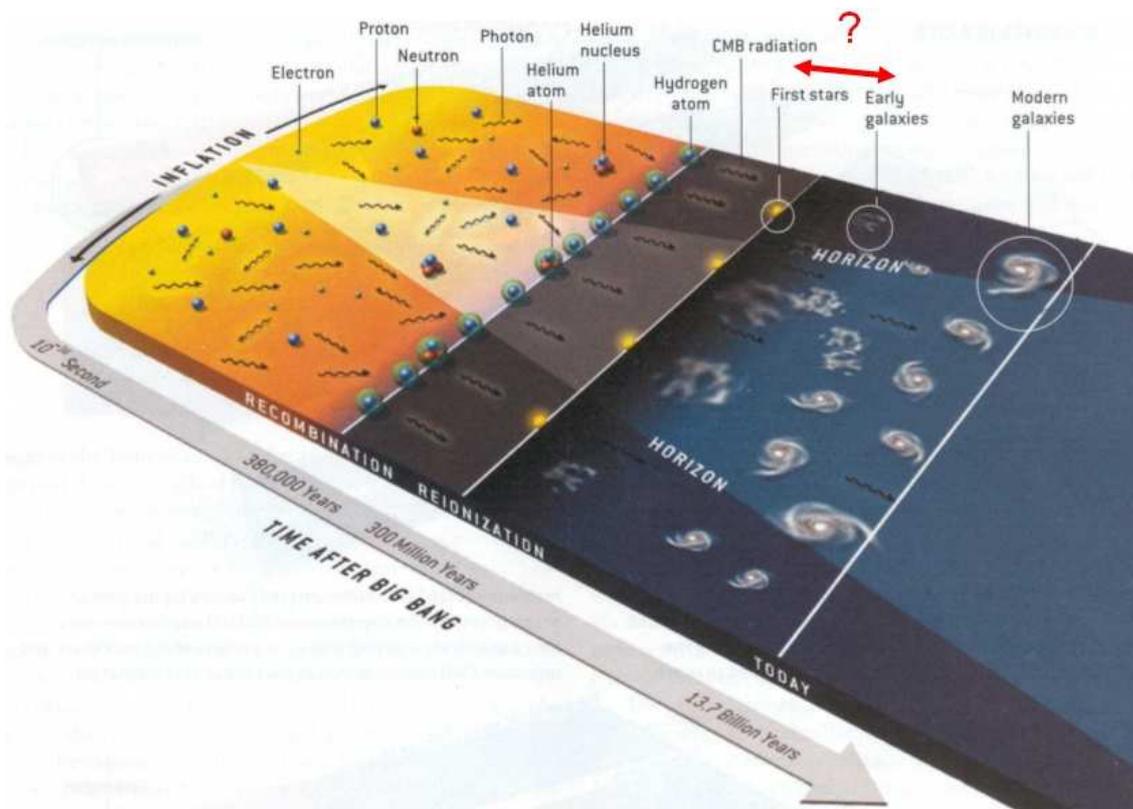
As *cordas cósmicas* existirão em *branes* (membranas) enroladas no nosso Universo 4D (num hiper-espço com pequeníssimas dimensões:  $10^{-32}$  m). A Matéria Escura pode ser explicada pela influência destes *branes* no nosso Universo. As cordas cósmicas são *muito menores* que um átomo; a sua variada vibração define os eletrões, prótons e todas as partículas. Teremos um Universo com 6 (ou 7 – *M-theory*) dimensões espaciais extra, em adição às 4D. Todos os  $10^{12}$  anos haverá uma colisão de dois Universos, fazendo esse choque surgir Big Bangs em cada um.



**Figura 7.5** – As ondas sonoras previstas pela inflação e facilmente testáveis em experiências. O gráfico da esquerda apresenta um conjunto de resultados mais antigos (sem o WMAP) enquanto o da direita inclui alguns recentes. A missão Planck tem a capacidade de revolucionar completamente os resultados, uma vez que poderá eliminar (ou não) alguns dos picos previstos pela inflação.



**Figura 7.6** – As abundâncias dos elementos produzidos durante o Big Bang (primeiros minutos) previstas teoricamente (quatro curvas) e medidos experimentalmente (quatro bandas horizontais coloridas). No eixo horizontal temos a razão de prótons+neutrões para fótons do CMB, conforme a era do Universo ( $\eta$ ). No vertical são as abundâncias (em massa). A barra amarela vertical é o valor de  $\eta$  medido pelo WMAP. As abundâncias relativas batem quase todas certo aí!



**Figura 7.7** – A evolução do Universo desde o Big Bang até hoje, passando por várias fases.

### 7.2.3 Multiverso nível I

Existe um gêmeo de nós numa galáxia a  $10^{(10^{28})}$  m daqui (a probabilidade é minúscula, mas não nula). Existe um Universo igual ao nosso a  $10^{10^{118}}$  m (o nosso Universo tem  $10^{118}$  partículas) – Figura 7.8.

### 7.2.4 Multiverso nível II

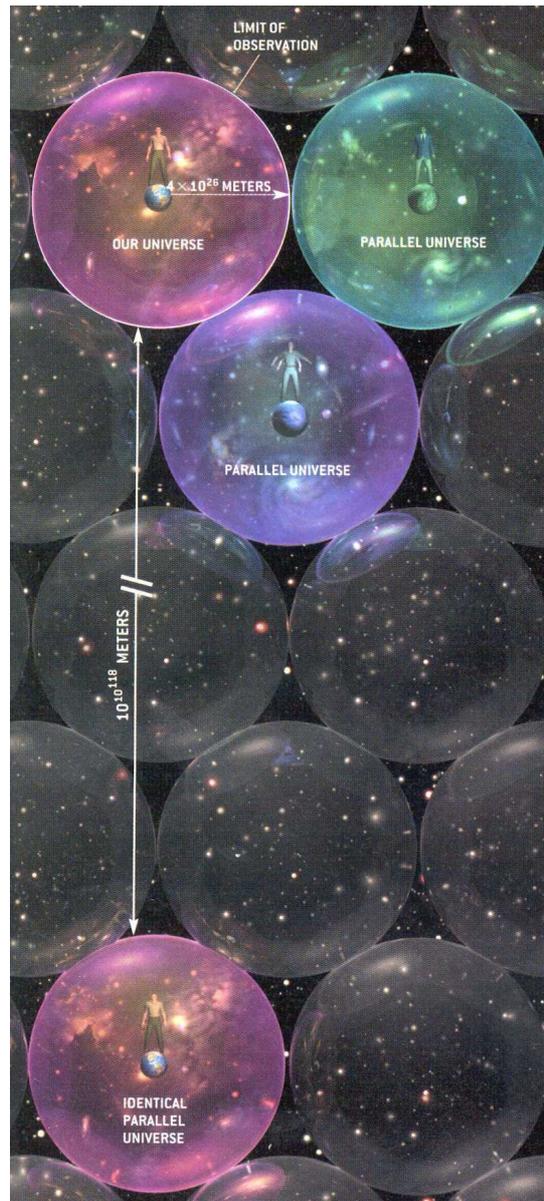
Permitem-se Universos com diferentes constantes físicas, dentro do ensemble (incluem-se muitos onde é absolutamente impossível a existência de vida). Na Figura 7.9 sumariam-se as várias situações.

### 7.2.5 Multiverso nível III

*Universos Quânticos:* existem *todas* as possibilidades permitidas pela Mecânica Quântica: por ex., o tempo pode fluir por saltos quânticos de Universo em Universo.

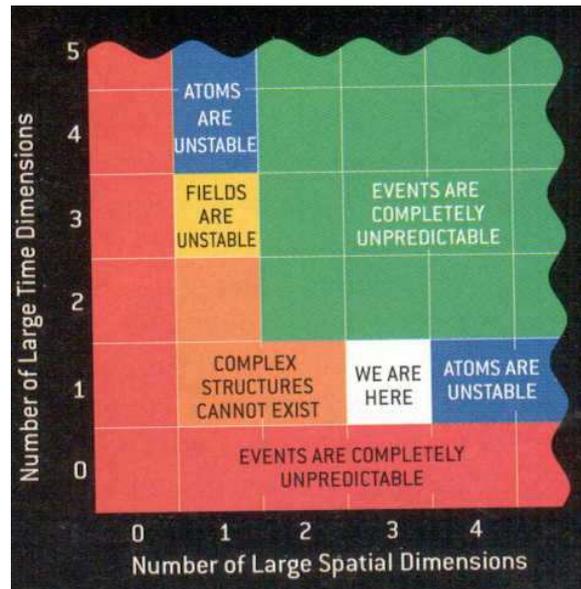
### 7.2.6 Multiverso nível IV

O Universo pode ter qualquer tipo de Lei Física ou Estrutura Matemática (2-torus, etc.).



**Figura 7.8** – É altamente improvável, mas não impossível, a existência de gémeos de cada um de nós e de um Universo inteiramente igual ao nosso, algures.

Em remate: podemos ter estes cenários, mas podemos ter um bem mais simples e que explica parte dos problemas que encontramos no Universo atual: pode ser que o princípio cosmológico não se aplique e que estejamos, realmente, num local especial do Universo...



**Figura 7.9** – Combinando um variado número de dimensões de espaço e tempo, nem sempre temos possibilidade de existência de Universos estáveis. Pior, em muitos casos não fazemos a mínima ideia de como serão (a nossa Física não funciona).



## Bibliografia/Referências

Augusto, P. (1998), *Astronomia Extragaláctica*, Universidade da Madeira.

Augusto, P. (2007), *Instrumentação em Astronomia*, Universidade da Madeira.

Augusto, P. (2011), *Telescópios e Detectores*, Universidade da Madeira.

Bowers, R., Deeming, T. (1984), *Astrophysics I*, Jones & Bartlett

Bowers, R., Deeming, T. (1984), *Astrophysics II*, Jones & Bartlett

Kutner, M.L. (2003), *Astronomy – a physical perspective*, 2nd ed, Cambridge University Press

Motz, L., Duveen, A. (1977), *Essentials of Astronomy*, 2nd ed; Columbia University Press

Shu, F.H. (1982), *The Physical Universe*, Un. Science Books

Soter (2006), *The Astronomical Journal*, vol. 132, p. 2513-2519.

Unsold, A., Baschek, B. (2002), *The New Cosmos*, Springer

Zeilik, M. (2002), *Astronomy – the evolving Universe*, Cambridge University Press