



Faculdade de Ciências Exatas e da Engenharia  
Departamento de Matemática

Grupo de Astronomia da Universidade da Madeira

**Estudo do Meio Físico e Natural I**  
**Sebenta de apoio ao módulo de Astronomia**

**Laurindo Sobrinho**  
sobrinho@uma.pt

Fevereiro de 2019



# Conteúdo

|          |                                                                       |           |
|----------|-----------------------------------------------------------------------|-----------|
| <b>1</b> | <b>Introdução</b>                                                     | <b>7</b>  |
| <b>2</b> | <b>O Sistema Solar</b>                                                | <b>9</b>  |
| 2.1      | O Sol . . . . .                                                       | 9         |
| 2.1.1    | A fusão nuclear no Sol . . . . .                                      | 9         |
| 2.1.2    | A atmosfera do Sol . . . . .                                          | 11        |
| 2.1.3    | Manchas Solares . . . . .                                             | 12        |
| 2.1.4    | Observação do Sol . . . . .                                           | 13        |
| 2.2      | Os planetas do Sistema Solar . . . . .                                | 13        |
| 2.2.1    | Mercúrio . . . . .                                                    | 14        |
| 2.2.2    | Vénus . . . . .                                                       | 15        |
| 2.2.3    | Terra . . . . .                                                       | 16        |
| 2.2.4    | Marte . . . . .                                                       | 18        |
| 2.2.5    | Júpiter . . . . .                                                     | 21        |
| 2.2.6    | Saturno . . . . .                                                     | 24        |
| 2.2.7    | Urano . . . . .                                                       | 27        |
| 2.2.8    | Neptuno . . . . .                                                     | 28        |
| 2.3      | Planetas anões e pequenos corpos . . . . .                            | 29        |
| 2.3.1    | Plutão e os outros planetas anões . . . . .                           | 30        |
| 2.3.2    | Asteroides . . . . .                                                  | 32        |
| 2.3.3    | Meteoroides, meteoros e meteoritos . . . . .                          | 33        |
| 2.3.4    | Cometas . . . . .                                                     | 34        |
| 2.4      | Os campos magnéticos da Terra, do Sol e dos outros planetas . . . . . | 35        |
| 2.4.1    | Campo magnético do Sol . . . . .                                      | 35        |
| 2.4.2    | Campo magnético da Terra . . . . .                                    | 36        |
| 2.4.3    | Campo magnético de Júpiter . . . . .                                  | 37        |
| 2.4.4    | Campo magnético dos outros planetas . . . . .                         | 37        |
| <b>3</b> | <b>O sistema Terra-Lua-Sol</b>                                        | <b>39</b> |
| 3.1      | As fases da Lua . . . . .                                             | 39        |
| 3.2      | Eclipses . . . . .                                                    | 39        |
| 3.2.1    | Eclipses lunares . . . . .                                            | 39        |
| 3.2.2    | Eclipses solares . . . . .                                            | 40        |
| 3.3      | As Leis de Kepler . . . . .                                           | 42        |
| 3.4      | As estações do ano na Terra e nos outros planetas . . . . .           | 45        |
| 3.5      | Aceleração da gravidade . . . . .                                     | 46        |
| 3.6      | As marés . . . . .                                                    | 47        |
| <b>4</b> | <b>Estrelas</b>                                                       | <b>49</b> |
| 4.1      | Propriedades e classificação das estrelas . . . . .                   | 49        |
| 4.1.1    | Cor e temperatura . . . . .                                           | 49        |
| 4.1.2    | Luminosidade . . . . .                                                | 49        |
| 4.1.3    | Magnitude aparente – $m$ . . . . .                                    | 50        |
| 4.1.4    | Magnitude absoluta – $M$ . . . . .                                    | 51        |

|          |                                                                 |           |
|----------|-----------------------------------------------------------------|-----------|
| 4.1.5    | Classes espectrais . . . . .                                    | 51        |
| 4.1.6    | O tamanho das estrelas . . . . .                                | 52        |
| 4.1.7    | Diagrama de Hertzsprung-Russell . . . . .                       | 53        |
| 4.1.8    | Classes de luminosidade . . . . .                               | 55        |
| 4.2      | Formação e evolução das estrelas . . . . .                      | 56        |
| 4.2.1    | Protoestrelas . . . . .                                         | 57        |
| 4.2.2    | Fase da Sequência Principal . . . . .                           | 57        |
| 4.2.3    | Fase de Gigante Vermelha . . . . .                              | 58        |
| 4.2.4    | Nebulosas Planetárias e Anãs Brancas . . . . .                  | 58        |
| 4.2.5    | Evolução de estrelas de massa superior a $8M_{\odot}$ . . . . . | 60        |
| 4.2.6    | Explosão em Supernova . . . . .                                 | 61        |
| 4.2.7    | Estrelas de neutrões e pulsares . . . . .                       | 62        |
| 4.2.8    | Buracos Negros . . . . .                                        | 63        |
| 4.3      | Sistemas binários de estrelas . . . . .                         | 64        |
| 4.3.1    | Binário visual . . . . .                                        | 64        |
| 4.3.2    | Binário espectroscópico . . . . .                               | 65        |
| 4.3.3    | Binários eclipsantes . . . . .                                  | 65        |
| 4.3.4    | Binários Próximos . . . . .                                     | 65        |
| 4.3.5    | Sistemas binários com anãs brancas . . . . .                    | 68        |
| 4.4      | Exoplanetas . . . . .                                           | 68        |
| 4.5      | Estrelas variáveis . . . . .                                    | 69        |
| 4.5.1    | Variáveis do tipo Algol . . . . .                               | 69        |
| 4.5.2    | Variáveis do tipo Cefeide . . . . .                             | 70        |
| 4.5.3    | Variáveis do tipo Mira . . . . .                                | 71        |
| 4.5.4    | Variáveis do tipo RR Lyrae . . . . .                            | 71        |
| 4.6      | Distância das estrelas . . . . .                                | 72        |
| 4.7      | O que é uma constelação . . . . .                               | 74        |
| <b>5</b> | <b>Movimentos reais e aparentes dos astros</b>                  | <b>77</b> |
| 5.1      | Movimento aparente das estrelas ao longo de uma noite . . . . . | 77        |
| 5.2      | Movimento aparente das estrelas ao longo do ano . . . . .       | 77        |
| 5.3      | A Estrela Polar e o eixo de rotação da Terra . . . . .          | 77        |
| 5.4      | Movimento próprio das estrelas . . . . .                        | 78        |
| 5.5      | Movimento do Sol ao longo do ano . . . . .                      | 79        |
| 5.6      | Movimento aparente dos planetas . . . . .                       | 81        |
| 5.6.1    | O modelo Geocêntrico . . . . .                                  | 81        |
| 5.6.2    | O modelo Heliocêntrico . . . . .                                | 82        |
| 5.6.3    | Elongações e configurações . . . . .                            | 84        |
| 5.7      | Breve introdução aos sistemas de coordenadas . . . . .          | 85        |
| 5.7.1    | Sistema de coordenadas horizontal local . . . . .               | 85        |
| 5.7.2    | Sistema de coordenadas equatorial local . . . . .               | 86        |
| 5.7.3    | Sistema de coordenadas equatorial celeste . . . . .             | 87        |
| 5.7.4    | Relação entre sistemas de coordenadas . . . . .                 | 88        |
| 5.7.5    | Tempo . . . . .                                                 | 89        |

|          |                                                   |           |
|----------|---------------------------------------------------|-----------|
| <b>6</b> | <b>A Nossa Galáxia e as outras</b>                | <b>91</b> |
| 6.1      | Estrutura e composição da Nossa galáxia . . . . . | 91        |
| 6.2      | Nebulosas e enxames de estrelas . . . . .         | 91        |
| 6.2.1    | Enxames abertos . . . . .                         | 91        |
| 6.2.2    | Enxames fechados . . . . .                        | 92        |
| 6.2.3    | Nebulosas . . . . .                               | 93        |
| 6.3      | Outras galáxias . . . . .                         | 94        |
| 6.4      | Modelo do Big Bang . . . . .                      | 97        |
| 6.5      | Matéria Escura . . . . .                          | 99        |
| 6.6      | Energia Escura . . . . .                          | 100       |



# 1 Introdução

A unidade curricular **Estudo do Meio Físico e Natural I**, oferecida no 2ºano da licenciatura em **Educação Básica** da Universidade da Madeira é inteiramente dedicada ao estudo da Física, existindo um módulo de Astronomia.

Esta sebenta tem o propósito de servir de acompanhamento às aulas do referido módulo e de apoio ao estudo das matérias lecionadas no mesmo. Para além disso, tendo em conta que o pouco tempo de contacto com os alunos (cerca de 25h) não permite abordar todos os aspectos com a devida profundidade, esta sebenta pretende servir também como instrumento de consulta que ajude a esclarecer dúvidas que possam surgir não só no decurso das aulas mas também em situações futuras.

Como bibliografia principal foram consultadas as obras [1, 2]:

- **Universe** de Freedman R. A. & Kaufmann III (2005)
- **Astronomy: A Physical Perspective** de Kutner, M. L. (2003)

Ao longo do texto, sempre que necessário, são indicadas outras referências bibliográficas.





## 2 O Sistema Solar

### 2.1 O Sol

O Sol é a estrela que está mais próxima da Terra e, por isso mesmo, aquela que temos vindo a estudar com maior profundidade [3].

O Sol é composto essencialmente por hidrogénio e hélio (os dois elementos mais simples e também os mais abundantes no Universo). O número de átomos no Sol é da ordem de  $10^{57}$  sendo que 92% destes são átomos de hidrogénio e 7.8% são átomos de hélio. Em termos de massa as percentagens alteram-se uma vez que os átomos de hélio têm massa superior aos de hidrogénio. Assim, 73.4% da massa do Sol consiste em hidrogénio e 25% em hélio. O terceiro elemento mais abundante é o carbono com 0.02% do total de átomos e cerca de 0.2% da massa total.

Alguns dados sobre o Sol:

- Massa -  $M_{\odot} = 2.0 \times 10^{30}$  kg
- Raio -  $R_{\odot} = 6.96 \times 10^8$  m
- Luminosidade -  $L_{\odot} = 3.84 \times 10^{26}$  J/s

Por datação radioativa, sabemos que a Terra (e a própria vida sobre a Terra) existe há mais de 4500 milhões de anos e que, portanto, a idade do Sol não pode ser inferior a esse valor.

#### 2.1.1 A fusão nuclear no Sol

A origem da grande quantidade de energia emitida pelo Sol ( $3.84 \times 10^{26}$  J/s) permaneceu durante muito tempo um mistério.

Em meados do século XIX Lord Kelvin e Hermann von Helmholtz sugeriram que a **contração gravitacional** do Sol, dada a grande massa deste, aqueceria as regiões mais interiores ao ponto de ser radiada energia. Contudo, este processo, que de facto ocorre durante as fases iniciais da vida de estrelas como o Sol, não é por si só capaz de justificar a emissão de energia observada atualmente. Por outro lado, se este fosse o principal processo responsável pela emissão de energia, o Sol não poderia ter uma idade superior a 25 milhões de anos.

Pensou-se então que a energia libertada pelo Sol poderia resultar de **reações químicas**. Sabemos, no entanto, que a energia libertada numa reação química é, em média,  $\sim 10^{-19}$  J por átomo. Para termos valores da ordem da Luminosidade do Sol teríamos de ter a combustão de  $\sim 10^{45}$  átomos por segundo. Tendo em conta que o Sol é composto por  $\sim 10^{57}$  átomos estes teriam de ser consumidos em menos de 10000 anos, valor este muito inferior à idade atual do Sol.

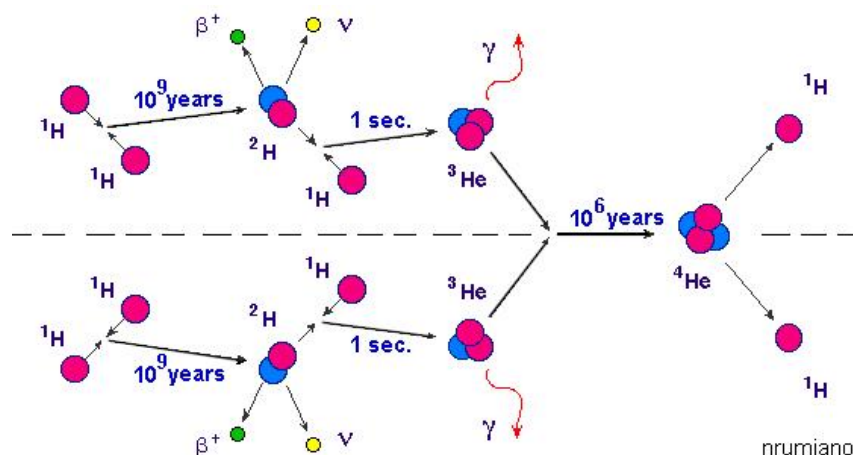


Figura 1: Esquema simplificado da fusão nuclear do hidrogénio em hélio no interior do Sol. No processo participam seis núcleos de hidrogénio ( $^1\text{H}$ ) que irão dar origem à formação de um núcleo de hélio-4 ( $^4\text{He}$ ). No processo libertam-se neutrinos ( $\nu$ ) que, por interagirem muito pouco com a matéria, escapam rapidamente do interior do Sol, fótons de raios gama  $\gamma$  e positrões  $\beta^+$ . O positrão é a anti-partícula do eletrão ( $e^+$ ). Quando estas partículas se encontram aniquilam-se mutuamente, libertando ainda mais fótons gama ( $\beta^+ + e^+ \rightarrow \gamma + \gamma$ ) (nrumiano).

A apresentação da *Teoria da Relatividade Especial*, por Albert Einstein, em 1905, bem como o desenvolvimento da *Física Nuclear* nos anos seguintes acabaram por dar resposta a este problema: o mecanismo responsável pela enorme quantidade de energia radiada pelo Sol é a **fusão nuclear**, mais concretamente a **fusão nuclear do hidrogénio em hélio**.

Numa reação de fusão nuclear os núcleos atómicos combinam-se de forma a originarem novos elementos<sup>1</sup>. Sabemos que cargas elétricas do mesmo sinal repelem-se pelo que seria de esperar que ao aproximar dois núcleos de hidrogénio (carga elétrica positiva) estes acabassem por se repelir. No entanto a gravidade no centro do Sol é suficiente para vencer esta força de repulsão permitindo, assim, que núcleos de hidrogénio (protões) se juntem para formar núcleos de hélio.

Por cada núcleo de hélio formado libertam-se  $\sim 10^{-12}$  J. Parece um valor pequeno mas é cerca de  $\sim 10^7$  vezes superior ao verificado no caso de uma reação química. Em estrelas como o Sol a fusão nuclear ocorre mediante a chamada **cadeia protão-protão** (ver Figura 1). No processo participam seis núcleos de hidrogénio (protões) os quais dão origem à formação de um núcleo de hélio-4 (composto por dois protões e dois neutrões). No processo é libertada energia sob a forma de fótons de raios gama e neutrinos. No final do processo são dispensados dois núcleos de hidrogénio (dos seis iniciais) que, assim, ficam livres para participarem noutra reação.

As reações de fusão nuclear ocorrem nas zonas mais interiores do Sol. Os fótons de raios

<sup>1</sup>Note-se que numa reação química temos do lado dos reagentes e do lado dos produtos da reação os mesmos elementos. Por exemplo, podemos combinar hidrogénio com oxigénio de forma a obter água ( $2\text{H}_2 + \text{O}_2 \rightarrow 2\text{H}_2\text{O}$ ). A água continua a ser composta por hidrogénio e oxigénio (os núcleos não se alteraram). Numa reação nuclear são os próprios núcleos que reagem entre si formando núcleos de espécies diferentes. No caso do Sol é produzido hélio a partir do hidrogénio.

gama emitidos nessas reações viajam para o exterior primeiro por difusão radiativa e depois por convecção:

- **difusão radiativa** - os fótons emitidos no centro do Sol deslocam-se para o exterior sendo constantemente absorvidos e de novo emitidos numa viagem demorada (cerca de um milhão de anos). Durante este processo os fótons perdem gradualmente energia. A zona radiativa vai desde o centro do Sol até  $0.7R_{\odot}$ .
- **convexão** - movimento de bolsas de gás quente em direção à superfície acompanhadas do movimento de bolsas de gás frio em sentido contrário (como acontece, por exemplo, num recipiente com água em ebulição). A chamada zona convectiva estende-se dos  $0.7R_{\odot}$  até a superfície do Sol.

O Sol está em **equilíbrio hidrostático**. No Sol atuam duas forças: a força da gravidade (que aponta para o centro) e a pressão exercida pela radiação (que aponta para o exterior). As duas forças equilibram-se mutuamente conferindo ao Sol uma grande estabilidade. O Sol tem cerca de 5000 milhões de anos e está mais ou menos a meio da sua vida como estrela da **Sequência Principal** (ver Secção 4.2.2).

A **temperatura no centro do Sol** ronda os  $15.7 \times 10^6$  K ao passo que na sua superfície é de  $\approx 5800$  K.

### 2.1.2 A atmosfera do Sol

A atmosfera do Sol é composta por três camadas: coroa (mais exterior), cromosfera e fotosfera (mais interior). Tanto a coroa como a cromosfera são transparentes para a luz visível pelo que quando observamos o Sol o que vemos é a fotosfera.

**Fotosfera** - quando observamos o espectro do Sol (ver Figura 2) podemos ver as riscas de absorção dos fótons pelos átomos presentes nas camadas mais externas da fotosfera. Temos em particular a linha  $H\alpha$  do hidrogénio, duas linhas do sódio neutro e duas linhas do cálcio ionizado. Se os átomos estivessem todos em repouso as riscas seriam bastante estreitas e bem localizadas. No entanto, como os átomos apresentam movimento aleatório, devido à agitação térmica, as riscas registadas acabam por ter uma certa espessura. Medindo essa espessura podemos ter uma ideia da **agitação dos átomos** e consequentemente da **temperatura** registada na fotosfera do Sol.

**Cromosfera** - A cromosfera do Sol, cerca de  $10^{-4}$  vezes menos densa do que a fotosfera, só é visível durante os eclipses solares (ver secção 3.2.2) ou mediante a utilização de equipamentos adequados. Ao contrário da fotosfera (cujo espectro é rico em riscas de absorção) a cromosfera apresenta no seu espectro **riscas de emissão**. Uma das riscas mais comuns é a linha  $H\alpha$  resultante da emissão de um fóton de 656.3 nm (vermelho) quando um eletrão salta do nível  $n = 3$  para o nível  $n = 2$  do hidrogénio. Esta emissão confere um tom avermelhado à cromosfera.

**Coroa** - A coroa é a camada mais exterior da atmosfera solar. Ela estende-se por vários milhões de km. O seu brilho é cerca de um milhão de vezes inferior ao da fotosfera e por

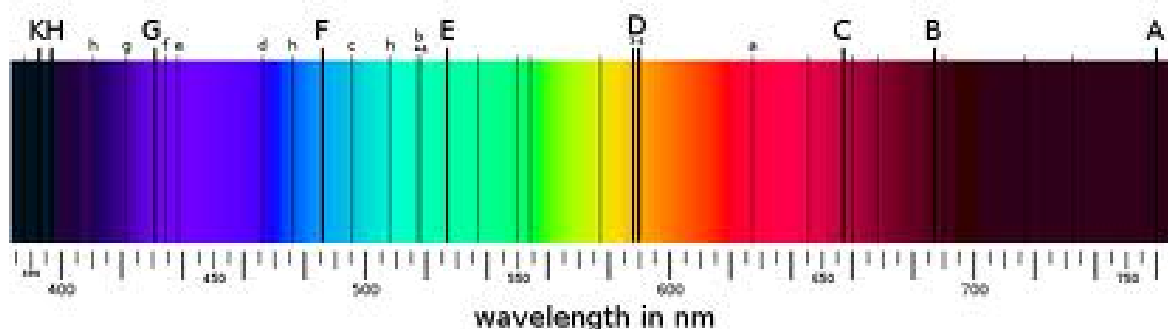


Figura 2: Espectro solar com as principais riscas de absorção – A: 759.4 nm, oxigénio terrestre; B: 686.7 nm, oxigénio terrestre; C: 656.3 nm, hidrogénio ( $H\alpha$ ); D1: 589.6 nm, sódio neutro (Na I); D2: 589.0 nm, sódio neutro (Na I); E: 527.0 nm, ferro neutro (Fe I); F: 486.1 nm, hidrogénio ( $H\beta$ ); G: 430.8 nm, cálcio e ferro neutros (Ca, Fe); H: 396.8 nm, cálcio ionizado (Ca II); K: 393.4 nm, cálcio ionizado (Ca II). As riscas permitem identificar a composição da fotosfera do Sol.

isso só pode ser observada durante eclipses (ver secção 3.2.2) ou mediante a utilização de telescópios especiais. A coroa não tem uma forma esférica, apresentando contornos irregulares que variam ao longo do tempo (Figura 37). A temperatura na coroa é muito elevada atingindo valores da ordem dos  $10^6$  K.

Em consequência disso, a velocidade do gás na coroa por vezes atinge valores superiores ao da **velocidade de escape** imposta pela gravidade do Sol. Como resultado algum do gás da coroa consegue escapar dando origem ao chamado **vento solar**. Assim, são ejetados para o espaço  $\sim 10^9$  milhões de toneladas de gás por segundo. Tratam-se essencialmente de eletrões e núcleos de hidrogénio ou hélio (com apenas 0.1% correspondendo a iões de cálcio, crómio, silício, enxofre, níquel, ferro e árgon). O vento solar atinge a Terra com velocidade da ordem dos 400-450 km/s e uma densidade de 5 partículas por cada  $10\text{ cm}^3$  (ver Secção 2.4.2).

### 2.1.3 Manchas Solares

As manchas solares são regiões escuras de forma irregular que aparecem sobre a superfície do Sol. Podem apresentar-se de forma isolada ou em grupos. A sua dimensão é variável com as maiores a atingirem milhares de quilómetros de extensão (Figura 3). O seu tempo de vida pode ir desde algumas horas a alguns meses. Cada mancha solar tem uma zona central mais escura chamada *umbra* e uma zona exterior mais clara chamada *penumbra*. As manchas parecem escuras devido ao contraste com o brilho da fotosfera. No entanto, a umbra tem um tom avermelhado (4300 K) e a penumbra é cor de laranja (5000 K).

A observação das manchas solares permite observar o movimento de **rotação do Sol**. O Sol dá uma volta completa sobre si mesmo em cerca de 4 semanas. Como a longevidade de um grupo de manchas pode ir até aos dois meses estas podem ser utilizadas como referência para acompanhar a rotação do Sol. Podemos também observar que **a rotação do Sol é diferencial**: um conjunto de manchas próximas do equador demora cerca de 25 dias a circundar o Sol, a  $33^\circ\text{N}$  demora cerca de 27 dias e meio, a  $75^\circ\text{N}$  cerca de 33 dias e junto aos polos cerca de 35 dias.

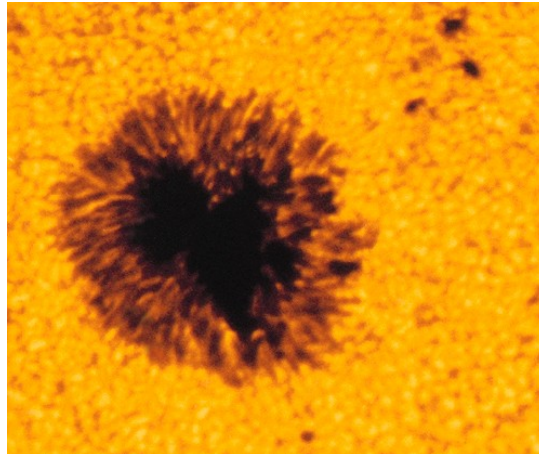


Figura 3: Imagem de alta resolução mostrando uma mancha solar bem desenvolvida onde podemos ver claramente as zonas da umbra (zona mais escura ao centro) e da penumbra (zona mais clara na periferia) (NOAO).

O número médio de manchas solares apresenta uma variação periódica em ciclos de cerca de 11 anos designados por **ciclos de manchas solares**. Um período com muitas manchas solares é designado por **máximo solar** ao passo que um período com poucas manchas é designado por **mínimo solar**. No início de cada novo ciclo as manchas começam por aparecer nos  $30^{\circ}\text{N}$  ou  $30^{\circ}\text{S}$ . Com o decorrer do ciclo aparecem cada vez mais próximas do equador.

#### 2.1.4 Observação do Sol

**Atenção:** a observação do Sol deve ser feita apenas mediante a utilização de equipamento adequado e na presença de quem o saiba manejar. Olhar diretamente para o Sol (à vista desarmada, com óculos de Sol ou com binóculos) pode provocar lesões graves e irreversíveis na nossa visão.

Em particular devem ser utilizados telescópios próprios para a observação do Sol ou telescópios convencionais munidos de um **filtro solar**. Antes de cada utilização deve verificar-se sempre se o equipamento está em boas condições. Atualmente o Sol é observado em permanência por telescópios espaciais como o *Solar and Heliospheric Observatory* (SOHO) em operação desde 1995 [4].

## 2.2 Os planetas do Sistema Solar

O Sistema Solar é composto por oito planetas principais (e respetivas luas), cinco planetas anões e uma grande quantidade de pequenos corpos (asteroides, meteoroides, cometas). São descritas nesta Secção as características mais marcantes de cada um dos planetas principais do Sistema Solar [5].



Figura 4: Aspeto da superfície do planeta Mercúrio segundo uma foto enviada pela sonda Mariner 10. Podemos ver diversas crateras rodeadas por zonas planas e extensas (NASA).

### 2.2.1 Mercúrio

Mercúrio, na sua fase mais brilhante, é um dos objetos mais luminosos do céu (reflete cerca de 12% da luz recebida do Sol). No entanto, o facto de ser relativamente pequeno e estar muito perto do Sol ( $0.387 \text{ UA}$ )<sup>2</sup> dificulta a sua observação a partir da Terra. A observação de Mercúrio é mais fácil quando este está na sua **elongação máxima** (ver Secção 5.6) o que nunca ultrapassa os  $28^\circ$  acima da linha do horizonte (estando no máximo visível apenas duas horas antes do nascer ou do pôr do Sol).

Em 1974 o planeta foi observado de perto pela primeira vez quando a sonda *Mariner 10* o visitou fazendo três passagens (fly-by), uma delas a apenas 300 km da superfície. Ficamos assim a saber que este tem um período orbital de 88 dias e um período de rotação de 58.6 dias, sendo a sua temperatura superficial de  $\approx 100 \text{ K}$  no lado escuro e  $\approx 700 \text{ K}$  no lado iluminado. Esta grande diferença entre temperaturas diz-nos que não existe no planeta uma boa condução de calor (via atmosfera ou via solo) entre a face escura e a face iluminada.

Mercúrio apresenta uma superfície repleta de crateras muito semelhante à observada na Lua. As crateras da Lua parecem, no entanto, muito mais concentradas do que as de Mercúrio. No planeta existem, entre as crateras, zonas planas (provavelmente cobertas por lava) com extensões de  $\sim 100 \text{ km}$  (Figura 4).

Mercúrio tem um núcleo rico em ferro como a Terra. No caso de Mercúrio o núcleo ocupa 42% do volume do planeta (correspondendo a cerca de 70% da sua massa total). Mercúrio é, assim, um dos corpos mais ricos em ferro conhecidos no Sistema Solar.

---

<sup>2</sup>Define-se **Unidade Astronómica** (UA) como sendo a distância média entre o Sol e a Terra ( $1\text{UA} = 1.5 \times 10^{11} \text{ m}$ ).

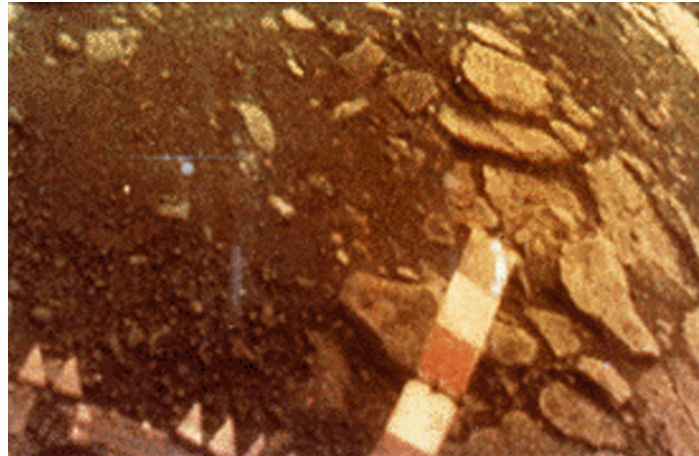


Figura 5: Imagem da superfície de Vénus enviada pela sonda Venera 13 no dia 01 de março de 1982. A nave sobreviveu apenas duas horas e sete minutos às condições extremas do planeta (URSS).

### 2.2.2 Vénus

Vénus, um dos objetos mais brilhantes no céu noturno, é por vezes designado de *estrela da manhã* ou *estrela da tarde* consoante o momento do dia em que se destaca no céu. Na sua elongação máxima Vénus atinge  $47^\circ$  acima da linha do horizonte (ver Secção 5.6).

Vénus é muito semelhante à Terra em termos de massa e tamanho. Dado estar sempre coberto por um manto de nuvens especulou-se durante muito tempo que Vénus poderia ser um planeta de aspeto pantanoso. Esta questão só ficou devidamente esclarecida com as primeiras sondas enviadas para o planeta. A primeira nave a passar por Vénus, a pouco mais de 34000 km da superfície, foi a *Mariner 2* em 1962.

Os dados enviados pela *Mariner 2* permitiram concluir que a temperatura na superfície de Vénus é superior a  $400^\circ\text{C}$ . Isto exclui a possibilidade de existência de água líquida na superfície ou de vapor de água na atmosfera do planeta. A sonda *Venera 7* desceu à superfície do planeta em 1970 tendo registado uma temperatura de  $460^\circ\text{C}$ , uma pressão equivalente a 90 atmosferas e uma densidade do ar cerca de 50 vezes superior à verificada na Terra ao nível do mar (ver Figura 5). A atmosfera de Vénus é composta por 96.5% de dióxido de Carbono ( $\text{CO}_2$ ). Como consequência temos um forte **efeito de estufa** que faz com que a temperatura à superfície do planeta seja sempre  $\approx 460^\circ\text{C}$  independentemente do local, da hora do dia ou da época do ano. As nuvens em Vénus são compostas por ácido sulfúrico ( $\text{H}_2\text{SO}_4$ ) concentrado. Quando chove as gotas ácidas não conseguem atingir o solo pois, dada a alta temperatura, estas evaporam em plena queda voltando, assim, a subir na atmosfera.

O facto da atmosfera de Vénus ser rica em diversos derivados de enxofre é uma consequência direta da atividade vulcânica registada no planeta. De facto, em 1990 a sonda *Magalhães* detetou cerca de 1600 vulcões (inativos) em Vénus bem como diversas correntes de lava.

Vénus roda sobre si próprio no sentido **retrógrado** (sentido oposto ao do movimento orbital) sendo o seu período de rotação (243.01 dias) superior ao seu período orbital

(224.7 dias). Assim, em Vénus o Sol e as estrelas deslocam-se de oeste para este (ao contrário do que estamos habituados a ver na Terra).

### 2.2.3 Terra

Uma das grandes diferenças entre a Terra e os restantes planetas reside no seu dinamismo. A Terra apresenta, por exemplo, um ciclo da água e a sua superfície é constantemente rejuvenescida por meio de erupções vulcânicas ou através do material expelido por fendas submarinas. Embora a idade da Terra ronde os 4500 milhões de anos, a sua superfície tem uma idade da ordem dos 100 milhões de anos. Existem três fontes de energia responsáveis pelos efeitos dinâmicos observados na atmosfera, oceanos e superfície da Terra: radiação solar, forças de maré da Lua e calor interno da Terra.

A composição atual da atmosfera da Terra é de 78% de azoto ( $N_2$ ), 21% de oxigénio ( $O_2$ ),  $\approx 1\%$  de vapor de água ( $H_2O$ ) e  $\approx 0.035\%$  de dióxido de carbono ( $CO_2$ ). Nem sempre foi assim. Ao longo da história o material expelido pelos vulcões, por exemplo, alterou gradualmente a composição da atmosfera. Os próprios processos associados à existência de vida também deram a sua contribuição.

Apenas 60% da energia proveniente do Sol é absorvida pela Terra. Os restantes 40% são emitidos de volta para o espaço essencialmente na banda do IV. No entanto, nem toda a radiação IV emitida pela Terra escapa para o espaço devido ao efeito de estufa provocado pelo  $CO_2$  existente na atmosfera. A temperatura média da superfície da Terra é, assim, de 287 K (14 °C) o que corresponde a um valor cerca de 40 °C mais elevado do que seria sem o efeito de estufa.

A seguir indicam-se as diferentes camadas da atmosfera terrestre e algumas das suas características (ver também Figura 6):

- **Troposfera** (0-12 km). É aquecida de baixo para cima pelo calor radiado pela Terra. A condução de calor é feita por intermédio de células de convexão. O **clima** é uma consequência direta desta convexão. Os aviões deslocam-se na troposfera.
- **Estratosfera** (12-50 km). Nesta camada existe o **ozono** ( $O_3$ ) que é muito eficiente a absorver a radiação UV do Sol. Esta camada é, assim, aquecida de cima para baixo o que faz com que aqui a temperatura aumente com a altitude. Alguns balões meteorológicos sobem até a estratosfera.
- **Mesosfera** (50-85 km). Nesta camada o ozono é praticamente inexistente. A temperatura diminui com a altitude atingindo -75°C aos 80 km. Os **meteoros** (ver Secção 2.3.3) ocorrem nesta camada da atmosfera.
- **Termosfera** (85-700 km). Nesta camada o azoto e o oxigénio aparecem na forma monoatômica (átomos isolados) absorvendo a radiação UV de comprimento de onda maior (que as moléculas  $N_2$  e  $O_2$  não absorveriam). Assim, na Termosfera, a temperatura aumenta com a altitude. A 300 km de altitude são atingidos cerca de 1000°C. No entanto deve realçar-se que a densidade desta camada é muito baixa (cerca de



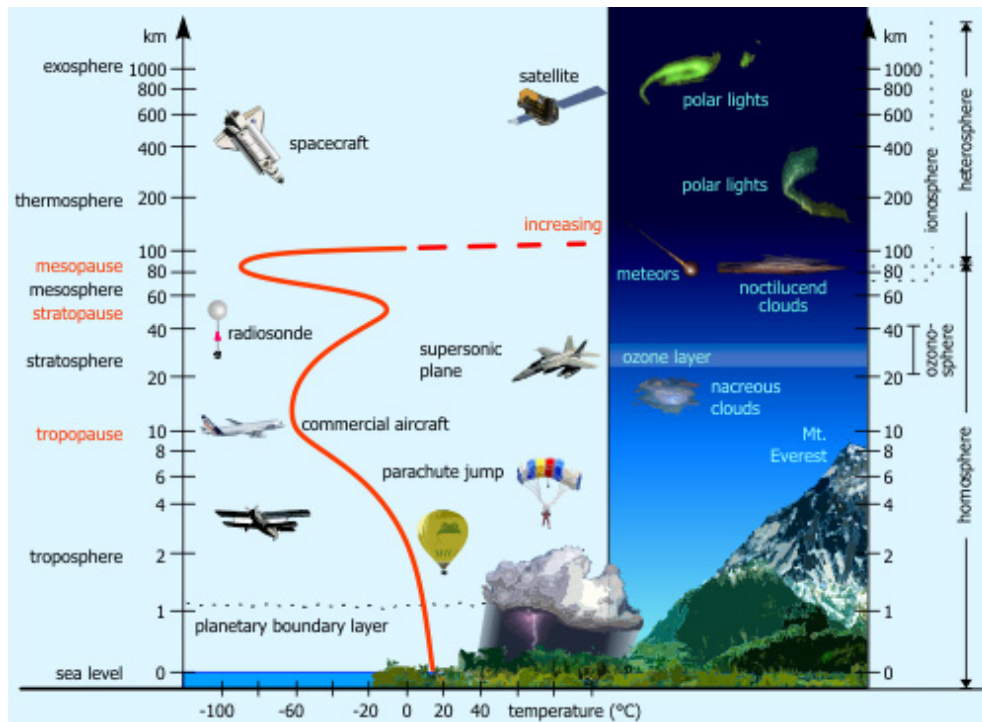


Figura 6: As diferentes camadas da atmosfera terrestre (ver texto para mais detalhes), <http://www.theozonhole.com>.

$10^{-11}$  vezes a densidade do ar ao nível do mar). Na Termosfera podem circular naves espaciais sem grande atrito. A barreira dos 100 km é conhecido por **linha de Kármán**. Cerca de 99.99997% da massa da atmosfera situa-se abaixo desta linha. Por convenção esta linha marca o **início do espaço** (embora a atmosfera continue para cima): a partir daqui os viajantes são considerados astronautas.

- **Exosfera** (700-10 000 km). Trata-se da camada mais externa da atmosfera. É composta por átomos de hidrogénio e de hélio que descrevem autênticas trajetórias balísticas uma vez que as colisões entre eles são extremamente raras.

A **Ionosfera** é a parte da atmosfera que é ionizada pelo **vento solar** (ver Secção 2.1.2). Começa próximo dos 50 km e engloba as camadas mais exteriores da atmosfera (mesosfera, termosfera e exosfera). Tem grande influência na propagação das **ondas de rádio**.

A Terra ainda não teve tempo suficiente para arrefecer completamente desde o seu processo de formação. O seu interior continua quente. A densidade média das rochas encontradas à superfície da Terra é de  $3000 \text{ kg/m}^3$ . A densidade média da Terra ronda os  $5515 \text{ kg/m}^3$ . Podemos, assim, concluir que no interior da Terra existem substâncias mais densas do que aquelas que encontramos à superfície. O **interior da Terra** é composto por três regiões principais (Figura 7):

- **Núcleo** - zona mais interior composta por ferro e níquel. Estudando as vibrações da Terra, na sequência da ocorrência de sismos, foi possível determinar que o núcleo

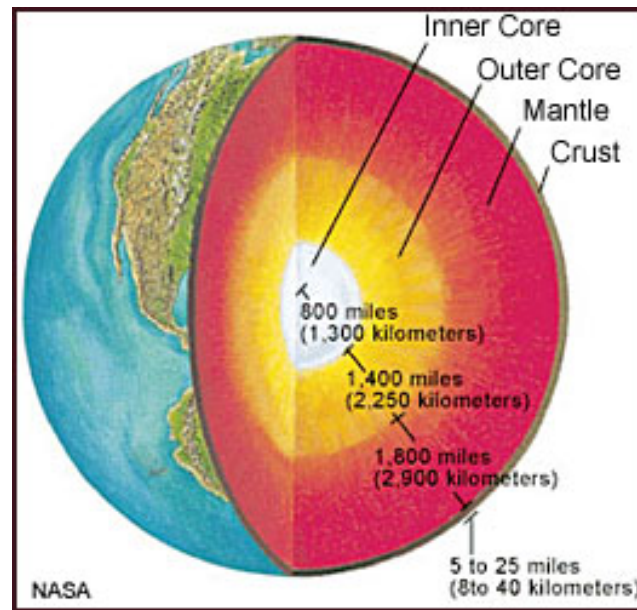


Figura 7: O interior da Terra: núcleo interno, núcleo externo, manto e crosta (ver texto para mais detalhes) (NASA).

ocupa apenas 17% do volume do planeta e que este apresenta uma região central sólida (**núcleo interno**) rodeada por uma camada líquida (**núcleo externo**).

- **Manto** - composto por minerais ricos em ferro. A espessura do manto atinge os 2900 km. Embora seja sólido as camadas mais externas são plásticas e podem deslizar lentamente umas sobre as outras.
- **Crusta** - camada mais exterior que é composta pelos elementos mais leves. A sua espessura varia entre 5 e 35 km. A crosta está dividida em **placas tectônicas** que se deslocam sobre o manto provocando ocasionalmente sismos e vulcões. Uma consequência deste movimento, a longo prazo, é a formação de grandes cadeias montanhosas ou de grandes falhas.

Os **sismos** ocorrem no interior da crosta, em geral, a grandes profundidades. Os diferentes tipos de ondas sísmicas propagam-se quer pela superfície quer pelo interior da Terra, permitindo, assim, sondar a constituição do nosso planeta.

#### 2.2.4 Marte

As primeiras sondas enviadas para Marte foram as Mariner 4, 6 e 7 (entre 1964 e 1967). Desde então foram enviadas dezenas de missões para Marte [6].

A superfície de Marte está coberta de crateras resultantes de impactos de meteoritos. Algumas delas são relativamente grandes. Existem diversos vulcões inativos em Marte. O maior deles (e maior do Sistema Solar) com 24 km de altura e uma base com 600 km de diâmetro, rodeada por escarpas de 6 km de altura, é *Olympus Mons* (Figura 8).

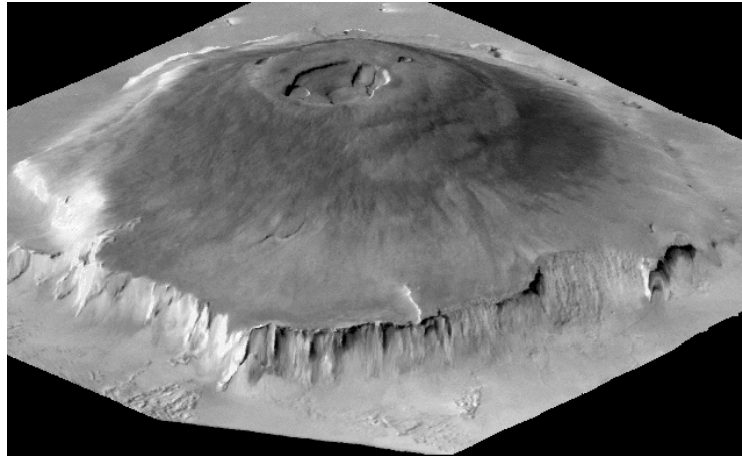


Figura 8: Imagem 3D de *Olympus Mons*, a maior montanha vulcânica conhecida no Sistema Solar (NASA).



Figura 9: *Valles Marineris*: um grande desfiladeiro em Marte (NASA/JPL-Caltech/USGS).

Marte apresenta um grande desfiladeiro, paralelo ao equador, designado por *Valles Marineris* (Figura 9). A extensão de Valles Marineris atinge os 4000 km e a sua profundidade chega, nalgumas partes, aos 7 km. Este desfiladeiro deve ter-se formado em resultado de uma fratura na crosta do planeta, provavelmente quando a atividade vulcânica estava no seu auge.

A superfície do planeta está em geral coberta de poeira formando dunas em alguns locais. São comuns as tempestades de poeira (que por vezes englobam todo o planeta). Todas as tardes formam-se *diabos de poeira* (dust devils) como nos desertos da Terra (Figura 10). Em Marte, dada a menor gravidade, estes chegam a atingir os 6 km de altitude.

Devido à **magnetite** existente na poeira o céu marciano apresenta um aspeto amarelado. O solo marciano é rico em ferro, enxofre e silício. Um dos objetivos das sondas Viking 1 e 2, que desceram em Marte em 1976 (de facto as primeiras a descerem no planeta), era o de procurar eventuais vestígios da existência de vida. Embora tenham sido registados alguns processos químicos interessantes não foi encontrada na altura qualquer pista conclusiva



Figura 10: Um *dust devil* fotografado em Marte pelo rover da sonda Spirit (NASA).



Figura 11: Canais fluviais onde se julga ter existido água corrente em Marte. A imagem é muito semelhante à de canais fluviais secos observados nalguns desertos da Terra (NASA).

que suporte a existência de vida [6].

A atmosfera de Marte é muito ténue se comparada com a da Terra. É composta por 95.3% de  $CO_2$ , 2.7% de  $N_2$  e vestígios de monóxido de carbono e vapor de água. Durante um dia marciano a temperatura pode variar entre  $-76^\circ C$  e  $-10^\circ C$  como registou a *Mars Pathfinder* que chegou a Marte em 1997.

Existem diversos indícios na superfície marciana que apontam para a existência de água corrente no passado: canais fluviais (Figura 11), crateras com o fundo plano (depósito de sedimentos), sinais de erosão provocados por água corrente e vestígios de inundações repentinas. Isso deve ter acontecido, todavia, num passado remoto do planeta uma vez que essas estruturas apresentam já bastantes crateras (resultantes de impactos posteriores) sem sinais de erosão significativa.

A água no estado líquido pode existir mediante uma pressão e temperatura adequadas.





Figura 12: Imagem do planeta Júpiter obtida pela sonda *Cassini* quando esta ia a caminho de Saturno. Podemos ver bem a *Grande Mancha Vermelha* e as bandas paralelas ao equador. A pequena sombra sobre o disco do planeta é provocada pela lua Europa (NASA/JPL/University of Arizona).

A combinação destes valores no Marte atual apenas possibilita a existência de água no estado sólido ou no estado vapor (como num congelador). A existência de água líquida no passado implica que a atmosfera do planeta era então mais densa e mais quente.

A **existência de água gelada em Marte foi confirmada em 2004** pela *Mars Express*. Existem indícios da existência de água não só nos polos mas também noutras regiões. Neste caso a água está gelada no subsolo. Existem sinais de que emergiu água do subsolo no momento da formação de algumas crateras. Existem também vestígios de água corrente relativamente recentes.

**Luas marcianas** - Marte tem duas pequenas luas (Phobos e Deimos) ambas com forma irregular e salpicadas com bastantes crateras.

### 2.2.5 Júpiter

Júpiter é o maior planeta do Sistema Solar e, também, o que roda mais rápido sobre si mesmo ( $\approx 10$  h). A rápida rotação leva ao aparecimento de fenómenos atmosféricos como as **bandas** coloridas paralelas ao equador e as **manchas** (Figura 12).

Uma das principais características de Júpiter é a **Grande Mancha Vermelha** situada no Hemisfério Sul do planeta (Figuras 12 e 13). Foi observada pela primeira vez em 1644 por Robert Hooke mas pode ser muito mais antiga. Trata-se de uma tempestade persistente na atmosfera do planeta.

Em 1995 a sonda Galileu penetrou 200 km na atmosfera de Júpiter até se desintegrar quando a pressão atingiu as 24 atm. Mesmo assim a sonda foi capaz de registar a ocorrência de trovoadas e ventos da ordem de 650 km/h. Entre outras coisas ficamos

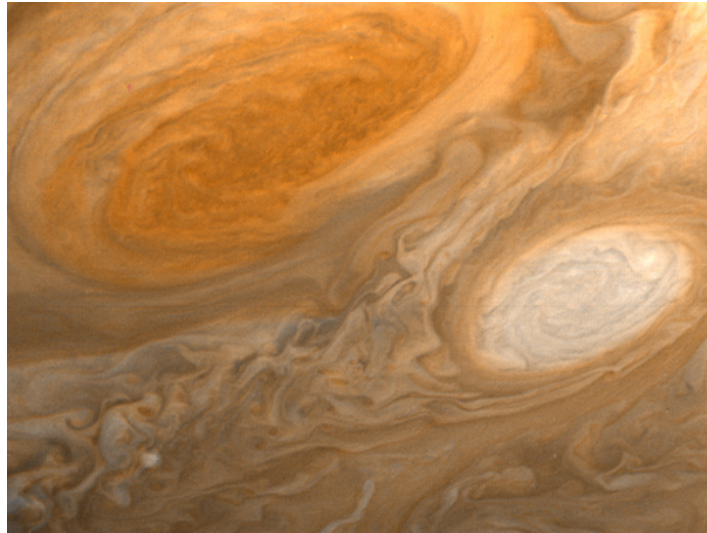


Figura 13: Imagem da Grande Mancha Vermelha obtida pela Voyager 1 em 1979. Na foto são também visíveis outros fenómenos atmosféricos como é o caso das *ovais brancas* (NASA).

a saber que a composição em massa da atmosfera de Júpiter consiste em 75% de hidrogénio molecular ( $H_2$ ); 24% de hélio atómico ( $He$ ); 1% de metano ( $CH_4$ ) e vestígios de outros gases.

Embora Júpiter seja o planeta com maior massa no Sistema Solar (318 vezes a massa da Terra) a sua densidade é inferior à da Terra. A parte mais exterior do planeta é composta por um envelope de hidrogénio molecular ( $H_2$ ) e hélio. À medida que vamos descendo para o interior do planeta a temperatura e a pressão aumentam fazendo com que o hidrogénio se torne líquido e depois líquido-metálico. Nesta zona concentra-se mais de 70% da massa de todo o planeta. Estima-se que no centro exista um núcleo (equivalente a 4% da massa do planeta) rochoso e/ou composto por hidrogénio metálico. A pressão no centro do planeta deve rondar os 70 milhões de atmosferas e a temperatura deve ser próxima de 22 000 °C (ver Figura 18).

**Júpiter emite cerca de duas vezes mais energia do que aquela que recebe do Sol.** Essa energia, emitida na banda do IV, resulta da contração gravitacional do planeta. No interior do planeta está ainda armazenado, desde o tempo da sua formação, um excesso de energia potencial gravitacional que ainda não escapou completamente.

Em 1979 a sonda Voyager 1 descobriu que Júpiter tem um **sistema de anéis**. Estes são compostos por pequenas partículas de rocha com tamanhos da ordem de 1 micrómetro (0.000001 m). Resultam, provavelmente, do impacto de meteoros com as quatro pequenas luas mais interiores de Júpiter: Amalthea, Thebe, Adrastea e Metis.

Os quatro maiores satélites de Júpiter (Io, Europa, Ganimedes e Calisto) foram observados pela primeira vez em 1610 por Galileu. São, por isso, designados atualmente por **satélites galileanos** (Figura 14). A sua observação está ao alcance de qualquer pequeno telescópio. Rodam relativamente rápido em torno de Júpiter pelo que em noites de observação sucessivas podem ser observados em configurações diferentes. Podem observar-se regularmente **trânsitos** (passagem de um satélite sobre o disco de Júpiter) e **ocultações**



Figura 14: Da esquerda para a direita: **Calisto**, **Ganimesdes**, **Europa** e **Io** (as quatro maiores luas de Júpiter) (NASA/JPL/DLR).

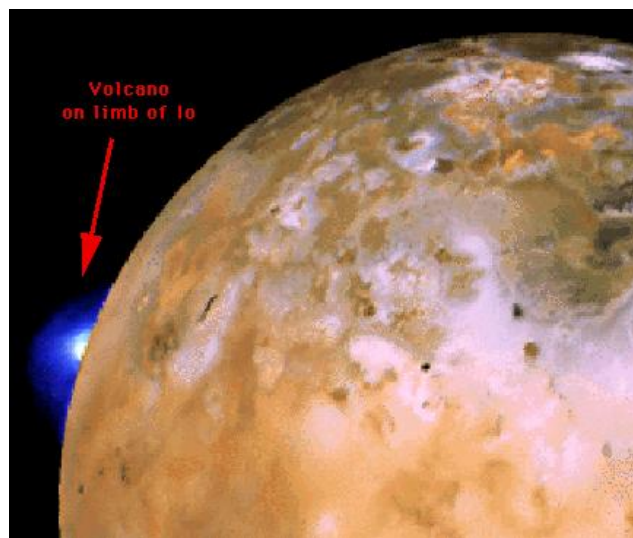


Figura 15: Erupção vulcânica em Io captada pela sonda Voyager 2. Trata-se do primeiro registo obtido de um vulcão em plena atividade fora da Terra (NASA).

(satélite escondido por Júpiter).

**Io** - tem densidade superior à da Lua pelo que deve ser essencialmente rochoso na sua composição. Io é um corpo vulcanicamente ativo (ver Figura 15) pelo que a sua superfície está constantemente em renovação não apresentando quaisquer sinais de crateras. O material expelido pelos vulcões, essencialmente enxofre e dióxido de enxofre, sobe a mais de 250 km de altitude. A maior parte deste material volta à superfície dando a Io a sua coloração característica (ver Figuras 14 e 15).

**Europa** - trata-se do corpo mais liso e suave observado no Sistema Solar. O seu relevo não regista variações superiores a algumas centenas de metros. Praticamente não tem crateras (Figura 14). A sua superfície está coberta por um manto de água gelada bastante pura onde se podem observar um emaranhado de riscos, ranhuras e fraturas (Figura 16). Tem um núcleo rochoso com um raio de cerca de 600 km. A camada externa, com uma espessura de cerca de 200 km é composta por água no estado líquido e no estado sólido.

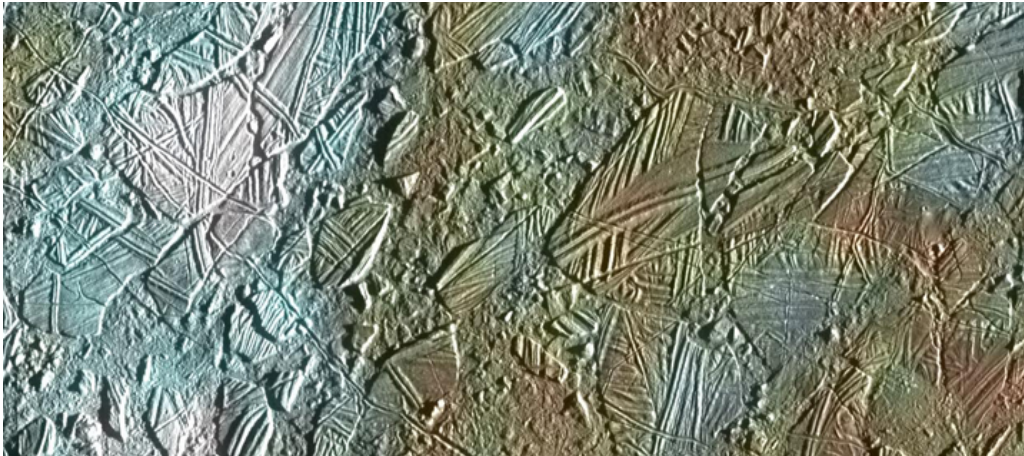


Figura 16: A crusta gelada de Europa (NASA).

**Ganimesdes** - é o maior satélite de Júpiter e do Sistema Solar sendo mesmo maior do que o planeta Mercúrio. A sua densidade é muito inferior à da Lua pelo que, para além de uma parte rochosa, deve ter na sua composição bastante água no estado sólido. Apresenta bastantes crateras (Figura 14). A sua superfície é sulcada por extensas estrias (com centenas de quilómetros de extensão) e com profundidades de até 1 km.

**Calisto** - tem densidade muito inferior à da Lua pelo que, para além de uma parte rochosa, deve ter também na sua composição bastante água no estado sólido. Apresenta bastantes crateras formadas no gelo embora tenha muito poucas com menos de 1 km o que significa que estas últimas devem ter sofrido algum processo de erosão. A sua superfície parece coberta por um mineral bastante escuro cuja composição e origem ainda nos são desconhecidas (Figura 14).

**Outros satélites de Júpiter** - ao todo Júpiter tem mais de 60 satélites de pequenas dimensões (1 km a 270 km) na sua grande maioria com forma irregular. Quatro deles (Metis, Adrastea, Amalthea e Thebe) estão mais próximos de Júpiter do que Io. Todos os restantes satélites conhecidos estão mais distantes de Júpiter do que Calisto (o mais exterior dos satélites galileanos). Muitos deles têm orbitas em sentido retrógrado (sentido contrário ao do respetivo movimento orbital) pelo que devem ser asteroides capturados pelo campo gravítico de Júpiter.

### 2.2.6 Saturno

Saturno é o segundo maior planeta do Sistema Solar. A sua característica mais marcante é o complexo sistema de anéis. Saturno apresenta também bandas coloridas paralelas ao equador, embora estas não sejam tão salientes como as de Júpiter (Figura 17). Têm sido observadas algumas tempestades na atmosfera de Saturno com duração da ordem das semanas ou meses mas nada que faça lembrar a Grande Mancha Vermelha de Júpiter. A velocidade do vento junto ao equador pode atingir 1800 km/h.

A **densidade de Saturno** é inferior à da água. O planeta é composto em grande parte por hidrogénio e hélio: 71% hidrogénio molecular, 24% hélio atómico e 5% de outros



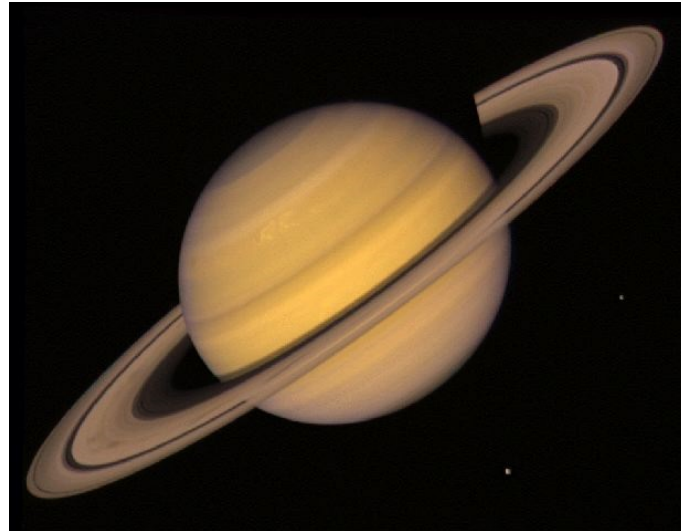


Figura 17: O planeta Saturno e o seu sistema de anéis fotografados pela sonda Voyager 2 em 21 de julho de 1981 (NASA).

elementos. Tal como Júpiter, **Saturno emite para o espaço mais energia do que aquela que recebe do Sol**. Na Figura 18 é apresentado um esquema indicando a estrutura interna dos planetas Júpiter e Saturno.

Saturno apresenta um amplo **sistema de anéis** sem paralelo no Sistema Solar (Figura 17). Os anéis são compostos por partículas soltas (se fossem sólidos seriam despedaçados pela gravidade de Saturno). Dado que os anéis são bastante brilhantes, refletindo cerca de 80% da luz recebida do Sol, podemos concluir que são formados por partículas de gelo (cujas dimensões podem variar entre 10 cm e 5 m).

Os três anéis principais (mais brilhantes) são designados por A (mais exterior), B e C (mais interior). O anel A tem de largura cerca de 20 000 km e de espessura cerca de 200 m. Cerca de metade da luz incidente sobre o anel A é refletida. O anel B é ainda mais brilhante. A região que separa o anel A do anel B é designada por *divisão de Cassini*. A complexidade dos anéis está relacionada com a interação gravitacional entre as partículas que os formam e as luas mais próximas (efeito conjugado das diferentes atrações gravitacionais e das diferentes velocidades das luas e dos anéis). Temos como exemplo as luas Prometeus e Pandora que influenciam o anel F (descoberto pela sonda Pioneer 11) dando a este um aspeto retorcido (Figura 19).

**Titã** é o único grande satélite de Saturno e o segundo maior do Sistema Solar logo a seguir a Ganimedes. Foi descoberto em 1665 por Christiaan Huygens. Titã é o único satélite do Sistema Solar onde existe uma **atmosfera relativamente densa** (composta em cerca de 90% por  $N_2$ ) não deixando ver do exterior qualquer detalhe da sua superfície. A pressão ao nível da superfície é superior à verificada na Terra (1.6 atm). A temperatura varia entre 93 K e 150 K acima da cobertura de nuvens. Entre estes dois valores está o valor 90.7 K que corresponde ao **ponto triplo do metano** ( $CH_4$ ), temperatura para a qual o metano pode coexistir nos estados sólido líquido e gasoso.

A sonda **Cassini** entrou na órbita de Saturno em julho de 2004, permanecendo em ativi-

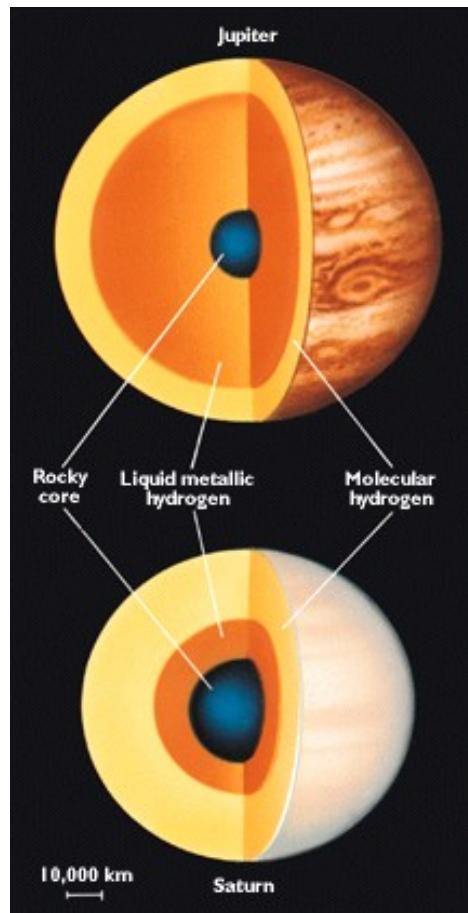


Figura 18: Comparação entre os interiores dos planetas Júpiter e Saturno [1].

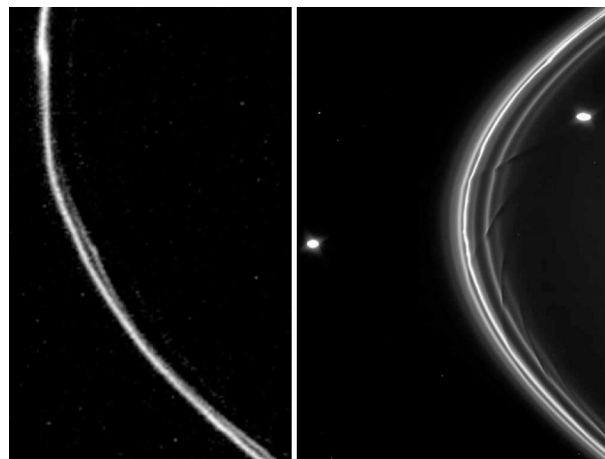


Figura 19: Imagem do anel F de Saturno obtida pela Voyager 1 a 12 novembro de 1980 (esquerda) e pela Cassini a 13 de abril de 2005 (direita). Na imagem da direita podemos ver as luas Pandora (no exterior do anel) e Prometeus (no interior do anel) (NASA/JPL and NASA/JPL/SSI).

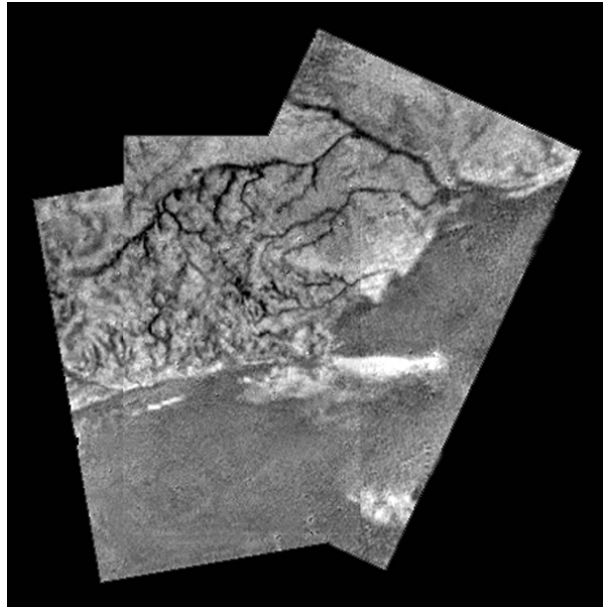


Figura 20: Composição de um conjunto de imagens da superfície de Titã enviadas pela sonda Huygens (ver texto para mais detalhes) (ESA, NASA, Descent Imager/Spectral Radiometer Team (LPL)).

dade até setembro de 2017. A sonda Huygens separou-se da Cassini no dia de Natal de 2004 com o objetivo de descer à superfície de Titã o que veio a acontecer a 14 de janeiro de 2005. As primeiras imagens enviadas revelaram um mundo extremamente parecido com a Terra em termos de geologia e meteorologia. Nas imagens podem ver-se rios com afluentes, ilhas, lagos e zonas costeiras (Figura 20). O fluido envolvido nestes processos é o metano.

Saturno tem cerca de 60 luas. Titã, com diâmetro de 5150 km, destaca-se claramente em termos de tamanho. Existem 10 luas (Rhea, Iapetus, Dione, Thetis, Enceladus, Mimas, Hyperion, Phoebe, Janus e Epimetheus) de tamanho moderado (100 a 1500 km de diâmetro). As restantes luas (algumas dezenas) têm diâmetro entre 1 km e 100 km. Algumas delas podem ter sido asteroides entretanto capturados pela gravidade do planeta. Algumas das pequenas luas caracterizam-se, também, por varrerem a região junto aos anéis (casos de Pandora e Prometheus - ver Figura 19).

A lua **Enceladus** reflete cerca de 95% da luz recebida do Sol o que faz dela o corpo de grande dimensão mais refletivo do Sistema Solar. Nesta lua existem **geysers ativos** cujas partículas expelidas alimentam o anel E de Saturno. Esta atividade geológica resulta, provavelmente, da interação entre Enceladus e a sua lua **Dione**.

### 2.2.7 Urano

Urano está, em termos de brilho aparente, no limite do visível a olho nu, pelo que, mesmo que tenha sido observado ao longo dos tempos, foi sempre visto como uma estrela pouco luminosa. A descoberta como planeta aconteceu apenas em 1781 por William Herschel. Na Figura 21 temos uma foto do planeta tirada pela sonda Voyager 2 em 1986.

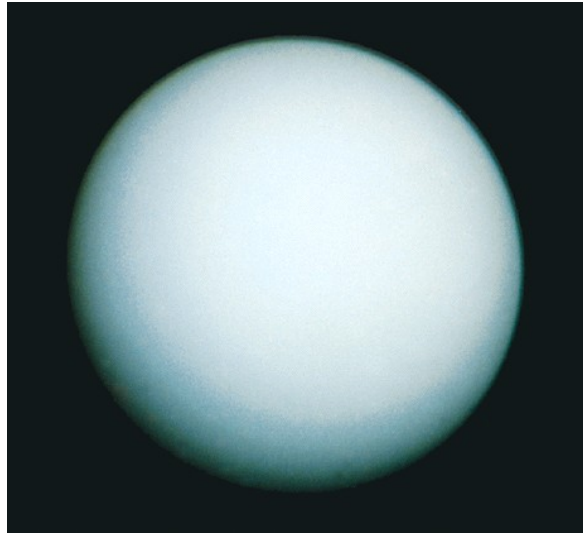


Figura 21: O planeta Urano fotografado pela sonda Voyager 2 em 1986. O Polo Sul do planeta está, devido à enorme inclinação do seu eixo de rotação, praticamente no centro da imagem (JPL/NASA).

**O eixo de rotação de Urano está inclinado cerca de  $82^\circ$  em relação ao seu plano orbital** e o planeta roda no sentido retrógrado. Esta inclinação pode ter sido provocada por uma colisão ainda durante o processo de formação do Sistema Solar.

A atmosfera de Urano é composta por hidrogénio (82.5%), hélio (15.2%), metano (2.3%). É a presença do metano que confere o tom azulado ao planeta. A temperatura na alta atmosfera é de  $-218^\circ\text{C}$ .

Urano tem densidade superior à de Júpiter e Saturno o que sugere um interior diferente. Este facto levanta uma série de questões sobre o processo e local de formação do planeta. O núcleo deve ser rochoso (essencialmente composto por silício e ferro) com a temperatura no centro a atingir os 7000 K. O núcleo por sua vez está envolto por um manto líquido composto por  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{NH}_3$  e  $\text{CH}_4$ . O manto está rodeado por uma crosta de hélio e hidrogénio líquidos - ver Figura 22.

Os anéis de Urano foram descobertos acidentalmente em 1977 quando se procedia ao estudo da ocultação de uma estrela pelo planeta. Descobriram-se na altura nove anéis. A Voyager 2 descobriu mais dois. Os anéis são finos e escuros.

Urano tem pelo menos 27 luas. As cinco maiores (Titânia, Oberon, Ariel, Umbriel e Miranda - ver Figura 23) têm densidades  $\approx 1500 \text{ kg/m}^3$  o que é compatível com uma mistura de gelo e rocha.

### 2.2.8 Neptuno

Neptuno embora tenha algumas semelhanças com Urano (tamanho, aspeto e composição atmosférica) tem também diversas diferenças: tem 18% mais massa, a inclinação do seu eixo de rotação é de apenas  $28.3^\circ$  e a sua atmosfera é muito mais dinâmica. Na Figura 24 temos uma foto do planeta tirada pela sonda Voyager 2 em 1989.

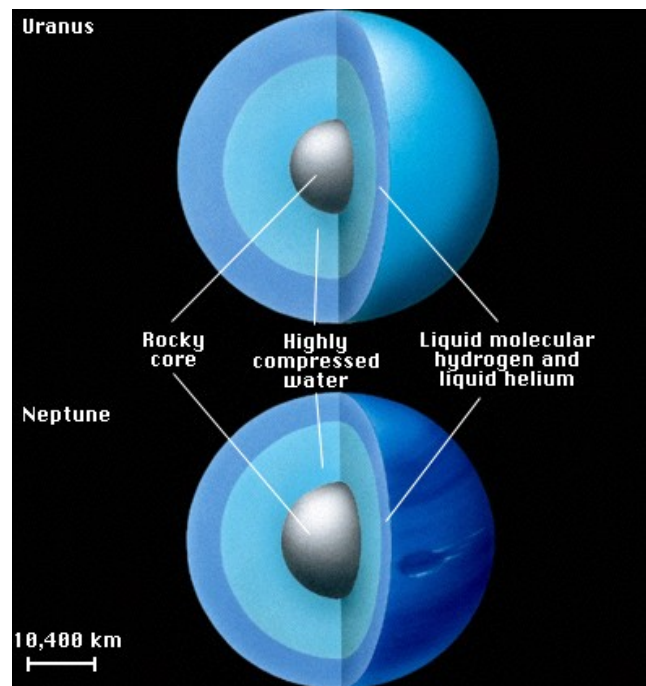


Figura 22: Os interiores dos planetas Urano e Neptuno [1].

A temperatura no topo da atmosfera é, como em Urano, de  $-218^{\circ}\text{C}$ . O facto de Neptuno estar mais longe do Sol e ter uma temperatura semelhante, significa que deve ter uma fonte de calor interna (como acontece em Júpiter e Saturno). Provavelmente Neptuno ainda está a passar por um processo de contração gravitacional. O interior de Neptuno deve ser muito semelhante ao interior de Urano (ver Figura 22).

Neptuno tem também um sistema de anéis finos e escuros. São conhecidas atualmente 13 luas no sistema de Neptuno sendo a maior delas **Tritão**. Esta lua desloca-se no sentido retrógrado (sentido contrário ao da rotação de Neptuno), estando o seu plano orbital inclinado cerca de  $23^{\circ}$  em relação ao plano equatorial do planeta. Provavelmente Tritão formou-se noutro ponto do Sistema Solar e acabou por ser capturado por Neptuno. A superfície de Tritão não tem crateras grandes o que significa que esta é relativamente jovem (Figura 25). A Voyager 2 registou **geysers** (com 8 km de altura) com material a ser ejetado de Tritão.

## 2.3 Planetas anões e pequenos corpos

Para além do Sol e dos oito planetas principais (e respetivas luas) fazem parte do Sistema Solar uma série de outros corpos de menores dimensões: planetas anões, pequenos corpos gelados, cometas, asteroides, meteoroides e grãos de poeira. Estes corpos concentram-se essencialmente em três regiões distintas:

- cintura de asteroides
- cintura de Kuiper



Figura 23: As cinco maiores luas de Urano (NASA, ESA, and A. Feild (STScI)).

- nuvem de Oort

Por vezes, como resultado da interação gravitacional destes corpos entre si ou com um dos planetas principais, um deles pode ser enviado em direção ao Sistema Solar interior aproximando-se mais do Sol, podendo mesmo cruzar a órbita da Terra [7].

### 2.3.1 Plutão e os outros planetas anões

Plutão foi descoberto quase que acidentalmente em 1930 quando se procurava um novo planeta no Sistema Solar capaz de justificar algumas perturbações registadas na órbita de Neptuno. Foi observado de perto apenas em julho de 2015 quando a sonda *New Horizons*, lançada para o espaço em 2006, passou a apenas 12500 km da sua superfície (Figura 26).

Em 1978 foi descoberta uma lua a rodar em torno de Plutão. Esta lua, que foi baptizada de Charon, está em rotação sincronizada com Plutão (cada um deles mostra sempre a mesma face ao outro). Para um observador na superfície de Plutão, Charon está sempre suspensa no mesmo local acima do horizonte. Entretanto em 2005 descobriram-se mais duas pequenas luas, baptizadas de Nix e Hydra e em 2011 e 2012, outras duas luas aparentemente ainda mais pequenas.

Em 1991 foi descoberto um corpo com cerca de 240 km de diâmetro a  $\approx 40$  UA do Sol. Esse objeto foi designado por 1992QB<sub>1</sub>. Em 2004 já tinham sido identificados cerca de 1000 desses pequenos corpos gelados numa região entre 30 UA a 500 UA. Essa zona foi então designada por **Cintura de Kuiper**. Plutão e Charon pertencem a essa cintura.

Entre os objetos da Cintura de Kuiper encontra-se Eris e a sua lua Dysnomia (Figura 27). Eris tem massa superior a Plutão e é também maior do que Plutão. Assim, se considerarmos que Plutão é um planeta então Eris também deveria ser considerado como tal. Para além de Eris foram descobertos, na Cintura de Kuiper, outros corpos semelhantes



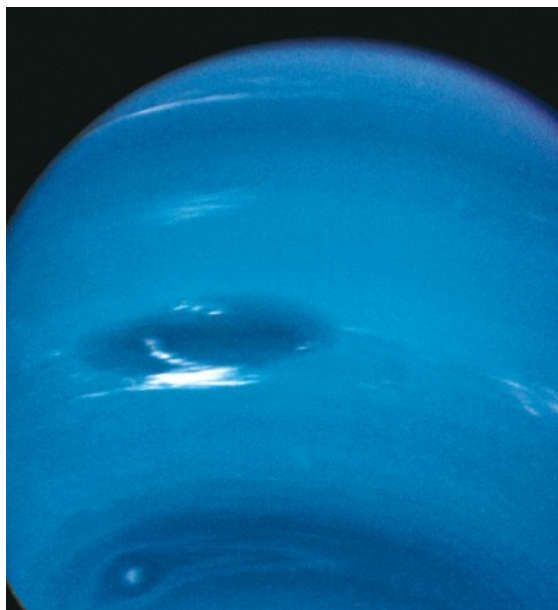


Figura 24: O planeta Neptuno fotografado pela sonda Voyager 2 em 1989. Podem ver-se algumas tempestades com particular destaque para a *Grande Mancha Escura* (que entretanto já desapareceu como se pode constatar em imagens mais recentes) (JPL/NASA).

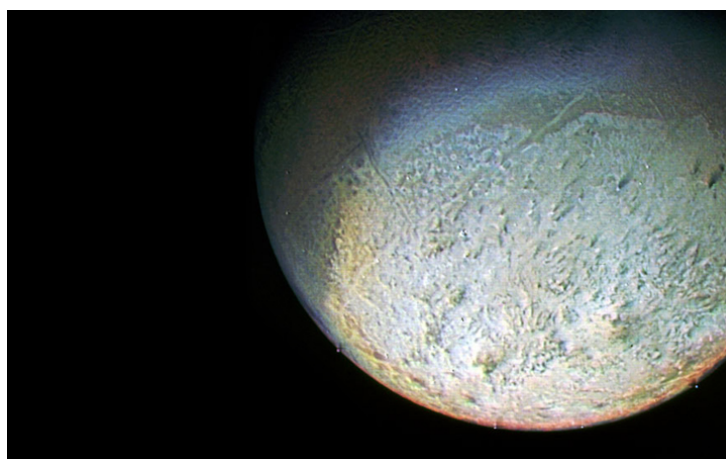


Figura 25: Tritão (a maior lua de Neptuno) fotografada pela Voyager 2 em 1989 (NASA/JPL).

em massa e dimensão.

A *União Astronómica Internacional* (IAU) na sua assembleia geral (em 2006) decidiu atribuir a classificação de **planeta anão** a **Plutão, Eris, Makemake e Haumea** (todos da cintura de Kuiper) – Figura 28. A estes quatro temos ainda a juntar **Ceres**, pertencente à cintura de asteroides (ver Secção 2.3.2), uma vez que este também satisfaz os requisitos impostos pela nova classificação [8].

**Sedna**, descoberto a 14 de novembro de 2003, chegou a ser apontado como o décimo planeta do Sistema Solar. Atualmente, aguarda, ainda, a sua possível classificação como planeta anão. Uma das particularidades de Sedna é o facto de a sua órbita ser bastante alongada: 75–950 UA.



Figura 26: Imagem de Plutão obtida pela sonda *New Horizons* no dia 13 de julho de 2015 (NASA, Johns Hopkins Univ./APL, Southwest Research Inst.).

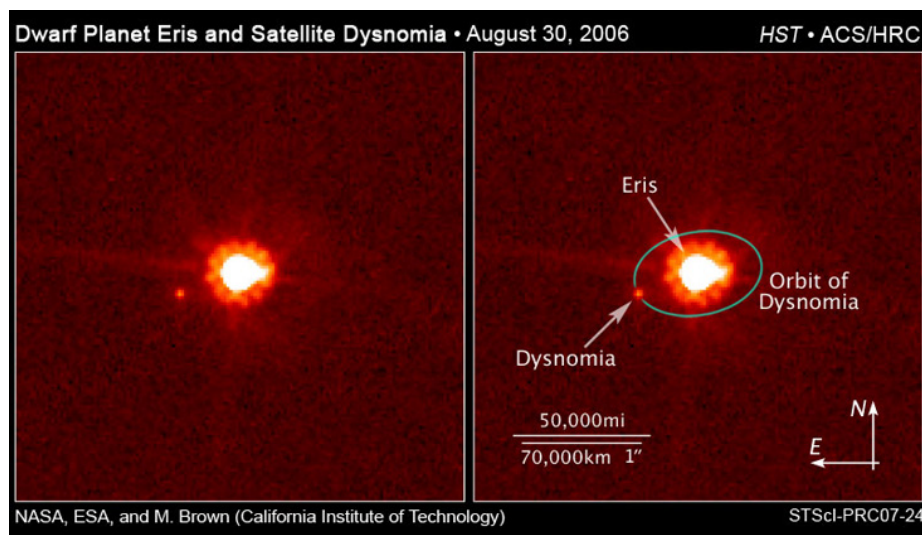


Figura 27: O planeta anão Eris e a sua lua Dysnomia ( NASA, ESA, and M. Brown (California Institute of Technology)).

### 2.3.2 Asteroides

Um asteroide é um pequeno corpo rochoso que orbita em torno do Sol. A maioria dos asteroides faz parte da chamada **Cintura de Asteroides** situada entre Marte e Júpiter (2.1 UA - 3.5 UA). A dimensão média dos asteroides situa-se entre  $\sim 100$  m e  $\sim 500$  km com pouco mais de 200 deles a apresentar diâmetro superior a 100 km. Corpos mais pequenos são usualmente designados por **meteoroides**. Hoje em dia estão catalogados mais de 50000 asteroides (Figura 29). Embora existam bastantes asteroides estes estão dispersos por uma vasta região pelo que a distância média entre eles ronda  $10^6$  km.

O primeiro corpo da cintura de asteroides a ser descoberto foi **Ceres** (em 1801). Ceres foi



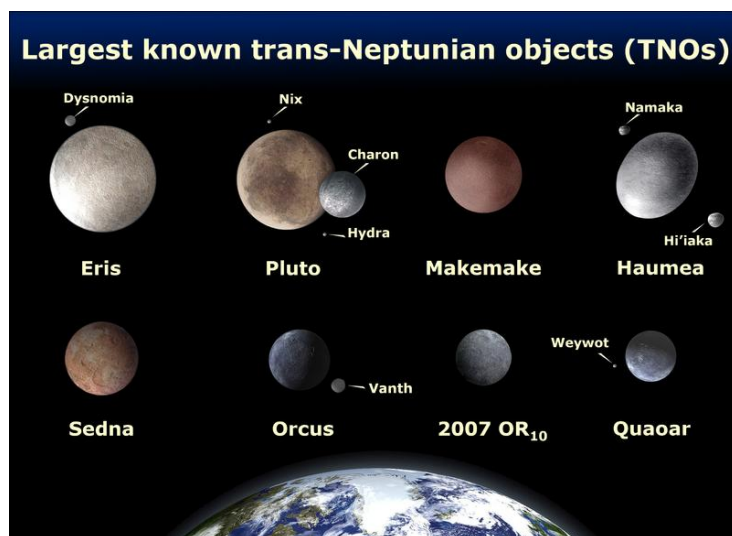


Figura 28: Imagem de artista mostrando os maiores objetos conhecidos com órbitas para além de Neptuno. Destes constam quatro planetas anões (Eris, Plutão, Makemake e Haumea) e uma série de pequenos corpos gelados como Sedna, Orcus e Quaoar (Lexicon).

inicialmente considerado um planeta, depois passou a ser considerado asteroide (durante cerca de 150 anos) para, mais recentemente, subir ao estatuto de planeta anão por respeitar os requisitos necessários. Ceres é de longe o corpo com maior massa presente na Cintura de Asteroides. De facto, a sua massa ascende a cerca de 30% da massa dos restantes asteroides todos juntos. Ceres dá uma volta ao Sol a cada 4.6 anos a uma distância média de 2.77 UA. O seu raio é de 934 km.

Não sabemos ao certo a razão pela qual se formou nesta zona do Sistema Solar uma cintura de asteroides e não um planeta. De acordo com simulações feitas por computador a resposta parece estar relacionada, em parte, com a gravidade de Júpiter. Quando este planeta gigante não é incluído nas simulações ocorre a formação de um planeta na região da cintura de asteroides. Tendo Júpiter em conta mesmo que se forme um planeta com dimensão semelhante à da Terra este acabaria sempre por ser rapidamente catapultado para outras paragens (mais para o interior ou para o exterior do Sistema Solar). Processos conturbados como este explicariam a atual configuração da cintura de asteroides.

Alguns asteroides afastam-se bastante da região da cintura de asteroides. Estão neste caso os chamados **Near Earth Objects** (NEOs) cujas trajetórias se podem aproximar bastante da Terra. Por exemplo em 1994 o *1994 XM1* passou a cerca de 105 000 km da Terra (mais perto do que a Lua). São atualmente conhecidos milhares de NEOs e quase todos os dias se descobrem novos. Regra geral, são de pequenas dimensões (meteoroides).

### 2.3.3 Meteoroides, meteoros e meteoritos

Não existe uma linha clara de separação entre asteroides e meteoroides. Em geral consideram-se **meteoroides** aqueles que têm menos de uma centena de metros.

Um **meteoro** consiste no fenómeno luminoso que ocorre quando um meteoróide entra na

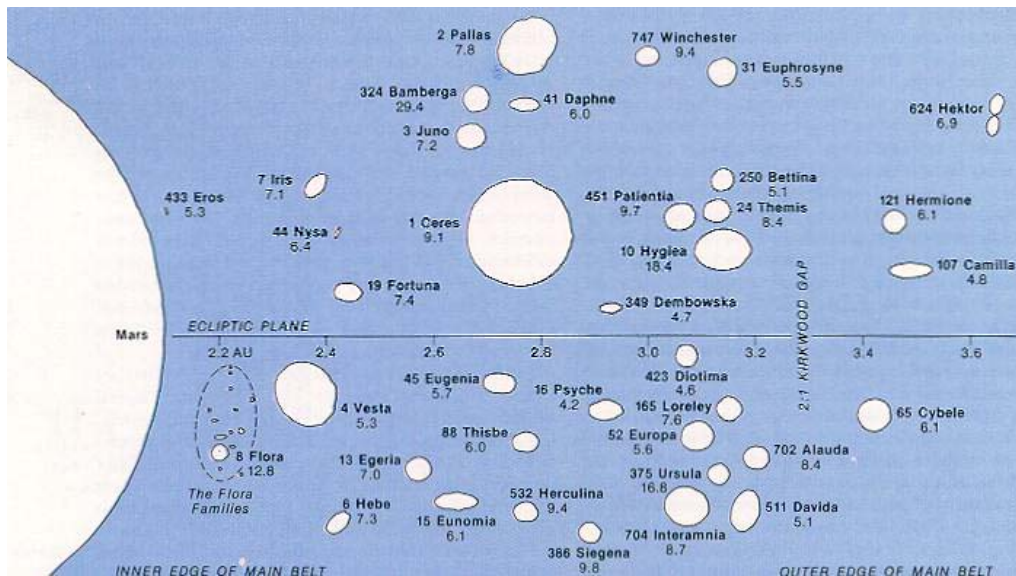


Figura 29: Alguns dos maiores asteroides e o planeta anão Ceres. Para efeito de comparação é apresentado também o planeta Marte no lado esquerdo da imagem (<http://www.daviddarling.info/encyclopedia/A/asteroid.html>).

atmosfera e é vaporizado total ou parcialmente devido ao atrito. Estes fenómenos são popularmente designados por **estrelas cadentes**. Grande parte dos meteoros resulta da combustão de pequenos grãos de poeira (1 mm) deixados por cometas. Se a Terra atravessar uma região rica nesses grãos de poeira podemos ter aquilo a que chamamos uma **chuva de meteoros**.

A grande maioria dos meteoroides que penetram na nossa atmosfera ardem completamente devido à fricção com as altas camadas da atmosfera. Se parte do meteoróide sobreviver e conseguir chegar ao solo então passa a ser designado por **meteorito**. Em geral um meteorito tem dimensão muito inferior à do meteoróide inicial. Todos os dias cerca de 300 toneladas de meteoritos caem sobre a Terra (grande parte na forma de poeira).

### 2.3.4 Cometas

Os cometas são corpos em dimensão comparáveis aos asteroides. Diferem radicalmente no que respeita à sua composição. Ao passo que os asteroides são essencialmente rochosos os cometas são, por seu turno, essencialmente compostos por gelo.

As trajetórias dos cometas são elipses com grande excentricidade (cf. Secção 3.3). Os períodos orbitais são muito variáveis e vão-se alterando à medida que o cometa perde massa em cada passagem pelo interior do Sistema Solar. O cometa Encke, por exemplo, dá uma volta ao Sol em 3.3 anos (período curto) ao passo que o Kohoutek, que passou por cá em 1973, só voltará a se aproximar do Sol daqui por cerca de 80 000 anos (período longo).

Os cometas de período intermédio ou longo são os mais comuns. As suas órbitas levam os mesmos até as 50000 UA onde passam a maior parte do tempo. Como estes cometas

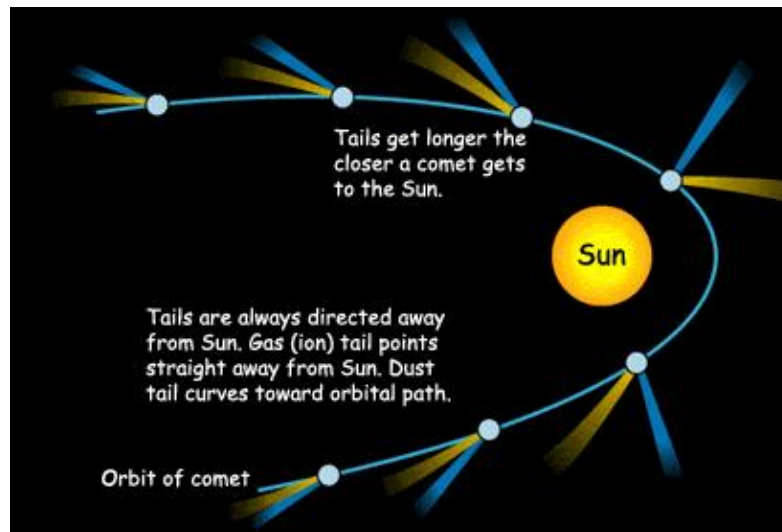


Figura 30: Variação da cauda de um cometa à medida que este passa pela vizinhança do Sol. A cauda de iões (a azul) aponta sempre na direção oposta ao Sol. A cauda de gás e poeiras aproxima-se da direção do movimento do cometa, apontando também no sentido oposto ao do Sol (NASA).

surgem com a mesma frequência de todas as direções essa região, que veio a designar-se por **Nuvem de Oort**, deve ter forma esférica. A nuvem de Oort é composta pelos restos da nebulosa que deu origem ao Sistema Solar.

Os cometas com período orbital mais curto foram outrora cometas de período longo ou intermédio que, ao passarem perto de Júpiter, viram a sua órbita alterada. Muitos destes cometas acabam mesmo por colidir com Júpiter ou com o Sol.

Quando um cometa se aproxima muito do Sol (menos de 3 UA) pode desenvolver uma grande cauda resultante da sublimação da matéria do próprio cometa. A cauda do cometa apresenta duas ramificações (Figura 30):

- **Cauda de gás e poeiras** - aponta numa direção próxima da do movimento do cometa, sempre no sentido oposto ao do Sol. Consiste em material deixado para trás pelo cometa.
- **Cauda de iões** - aponta sempre na direção oposta ao Sol pois resulta do arrastamento de iões, provenientes do cometa, pelo vento solar. O seu tom azulado resulta da presença de iões moleculares de compostos de carbono.

## 2.4 Os campos magnéticos da Terra, do Sol e dos outros planetas

### 2.4.1 Campo magnético do Sol

O Sol vibra de diversas formas. O estudo destas vibrações permite sondar o interior do Sol. Podemos identificar, por exemplo, a separação entre a zona convectiva e a zona radiativa (ver Secção 2.1.1)

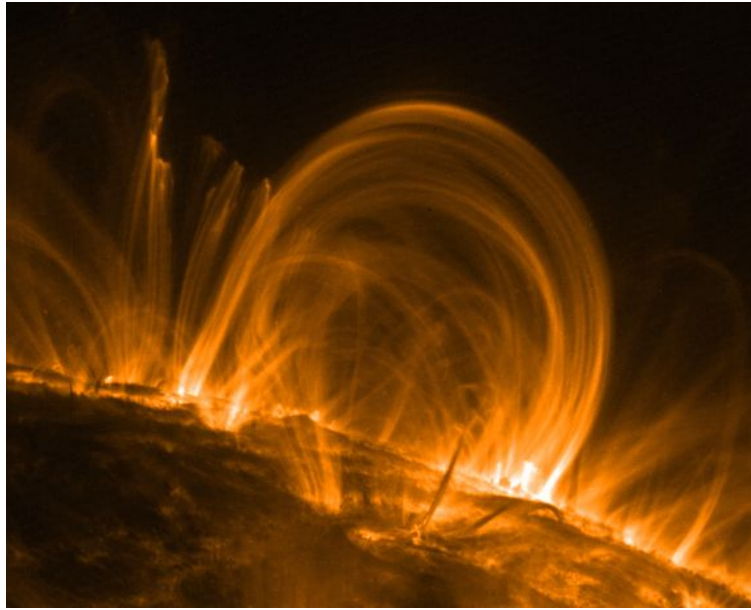


Figura 31: Arcos de matéria coronais seguindo as linhas de campo magnético acima da superfície do Sol (LMSAL, TRACE, NASA).

A rotação diferencial do Sol observada à superfície é comum a toda a zona convectiva. Por sua vez a zona radiativa roda como um corpo rígido com um período de 27 dias. Julga-se que é nesta zona de separação, devido às diferenças de velocidade de rotação entre ambas as regiões, que tem origem o campo magnético do Sol.

A convexão do gás na fotosfera solar acaba por criar emaranhados nas linhas do campo magnético. Algumas das linhas do campo magnético estão de tal forma *torcidas* que acabam por projetar-se sobre a superfície solar (Figura 31). As manchas solares (ver Secção 2.1.3) surgem precisamente nas zonas onde as linhas de campo magnético se projetam sobre a fotosfera.

#### 2.4.2 Campo magnético da Terra

O campo magnético da Terra tem a sua origem no movimento de cargas elétricas na camada exterior do núcleo a qual é líquida (ver Secção 2.2.3). A rotação da Terra desempenha um papel essencial na criação do campo magnético. Vénus, por exemplo, embora tenha um núcleo muito semelhante ao da Terra não apresenta um campo magnético comparável, devido ao seu movimento de rotação ser muito mais lento.

O campo magnético da Terra interage fortemente com o vento solar (composto maioritariamente por prótons e eletrões) desviando o fluxo de partículas que se desloca a  $\approx 450$  km/s do seu trajeto normal. A zona em torno de um planeta na qual o movimento de partículas com carga elétrica passa a ser dominado pelo campo magnético do planeta designa-se por **magnetosfera**. A interação do vento solar com as altas camadas da atmosfera dá origem às chamadas **auroras** que se podem observar junto aos polos da Terra.

### 2.4.3 Campo magnético de Júpiter

Júpiter emite uma grande quantidade de energia na banda do **rádio**. Parte dessa radiação resulta do movimento, a velocidades relativistas (i.e. muito próximas da velocidade da luz), dos elétrons no campo magnético de Júpiter. Esta radiação, designada por **radiação de sincrotrão**, é um indicador claro da existência de um campo magnético.

No caso de Júpiter o campo magnético é cerca de 14 vezes superior ao registado na Terra ao nível do equador. O campo magnético de Júpiter é provocado pelo movimento de cargas elétricas no seu interior (concretamente hidrogénio metálico no estado líquido a 700 km abaixo da superfície do planeta). O campo magnético de Júpiter está inclinado cerca de  $11^\circ$  em relação ao eixo de rotação do planeta e tem a polaridade invertida em relação ao da Terra.

### 2.4.4 Campo magnético dos outros planetas

O núcleo de Marte, que se estende até aos 0.5 raios marcianos, é rico em enxofre e deve ser suficientemente quente para que este esteja derretido (a massa do planeta é suficiente para tal). No entanto, como as propriedades elétricas do enxofre diferem das do ferro no caso de Marte não temos um campo magnético global como na Terra.

Os aparelhos da Mariner 10 detetaram a existência de uma campo magnético global em Mercúrio (cerca de 100 vezes inferior ao terrestre). Um resultado completamente inesperado pois para termos um campo magnético implica que deve existir material líquido no interior do planeta capaz de movimentar cargas elétricas. Para além disso a velocidade de rotação do planeta tem de ser relativamente elevada o que não é o caso.

O campo magnético de Saturno atinge apenas cerca de 3% do de Júpiter. Isto significa que no interior de Saturno a quantidade de hidrogénio metálico no estado líquido deve ser bem menor (o que é de esperar pois a pressão é também inferior, dada a massa deste planeta ser muito inferior à de Júpiter).

No caso de Urano e Neptuno o campo magnético observado não pode ser gerado pelo hidrogénio metálico. Neste caso o responsável pelo campo magnético é o  $\text{NH}_3$ . De facto, devido às altas pressões o  $\text{NH}_3$  perde um ou dois dos seus elétrons que, assim, podem fluir na água que está presente e é, por sinal, um bom condutor de eletricidade.

Em Urano o eixo magnético do planeta está inclinado cerca de  $59^\circ$  em relação ao respetivo eixo de rotação. Em Neptuno essa inclinação ronda os  $47^\circ$ . Estes dois valores contrastam com os dos restantes planetas onde o desvio nunca é superior a  $12^\circ$ . Estaremos perante uma inversão de polos magnéticos (como se pensa já ter acontecido na Terra) ou será isto apenas uma sequela de uma colisão dos planetas com outro corpo durante a formação do Sistema Solar?



## 3 O sistema Terra-Lua-Sol

### 3.1 As fases da Lua

A Lua apresenta sempre a mesma face virada para a Terra. À medida que os dias vão passando vemos diferentes frações dessa face iluminada: são as chamadas **fases lunares** (Figura 32). Um ciclo completo de fases lunares demora cerca de 29.5 dias.

Dado vermos sempre a mesma face da Lua a partir da Terra poderíamos pensar, erradamente, que a Lua não roda sobre si própria. Acontece que se a Lua não tivesse movimento de rotação não apresentaria sempre a mesma face virada para nós. Esta situação está ilustrada na Figura 33. A Lua dá uma volta completa sobre si própria no mesmo intervalo de tempo em que completa uma volta em torno da Terra (aprox. 27.3 dias): dizemos que tem **rotação sincronizada** (um cenário comum a muitas outras luas do Sistema Solar).

Para um observador na Lua o Sol nasce e põe-se no horizonte tal com acontece aqui na Terra. Um dia lunar são cerca de 28 dias terrestres. Assim, entre o nascer e o pôr do Sol, num dado ponto da Lua, passam em média cerca de duas semanas.

### 3.2 Eclipses

Um eclipse lunar ou solar ocorre quando a Lua, a Terra e o Sol estão alinhados numa dada direção. Se o plano orbital da Lua não estivesse ligeiramente inclinado em relação ao da Terra teríamos eclipses de duas em duas semanas. Devido a essa inclinação de cerca de  $5^\circ$  os eclipses acabam por ser eventos relativamente raros (Figura 34). No máximo podemos ter por ano cinco eclipses solares e sete lunares.

#### 3.2.1 Eclipses lunares

Os eclipses lunares podem ser parciais, totais ou penumbrais. A Terra cria no lado oposto ao Sol uma zona de sombra. Essa zona de sombra divide-se em duas partes (Figura 35):

- **Umbra:** escuridão total (não se vê o Sol)
- **Penumbra:** zona de sombra onde se vê apenas parte do Sol.

Se a Lua atravessar a umbra temos um **eclipse lunar total** (cerca de 1h40m). Se apenas parte da Lua passar pela umbra então temos um **eclipse lunar parcial**. Se a Lua passar apenas pela penumbra então temos um **eclipse lunar penumbral**. Neste caso a Lua apenas fica um pouco menos brilhante razão pela qual estes eclipses muitas vezes passam despercebidos.

Mesmo num eclipse lunar total existe sempre alguma luz solar que é refratada pela atmosfera da Terra e acaba por atingir a Lua. É essa a razão pela qual a silhueta da Lua durante os eclipses tem um aspeto avermelhado.





Figura 32: As fases da Lua.

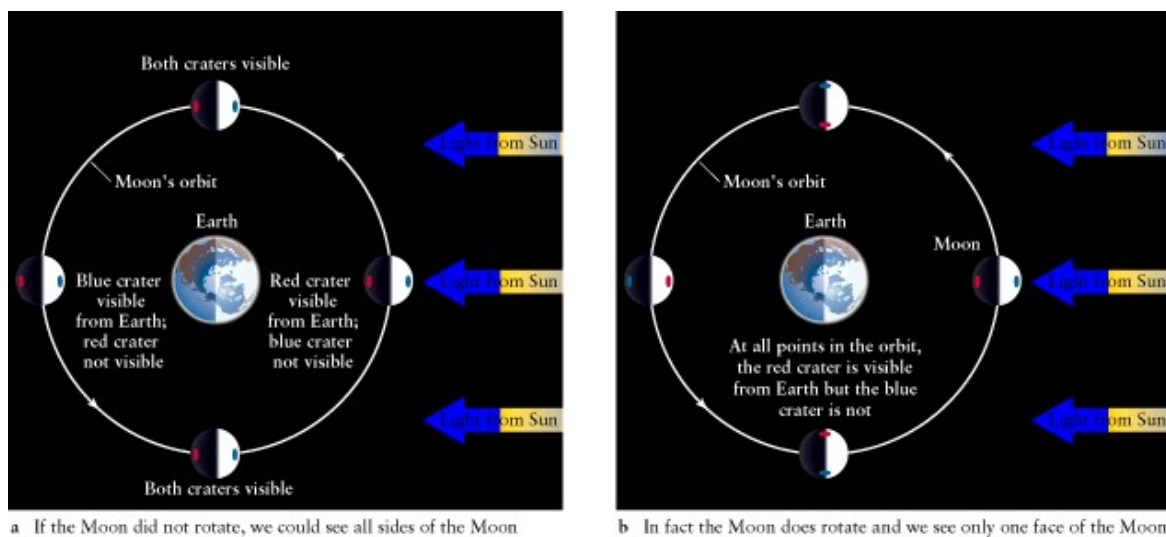


Figura 33: Rotação da Lua em torno da Terra. Na imagem do lado esquerdo estamos a supor que a Lua não roda sobre si própria. Se assim fosse então um observador sobre a superfície terrestre não veria sempre a mesma face da Lua. Na imagem do lado direito a Lua roda sobre si própria no mesmo intervalo de tempo em que completa uma órbita em torno da Terra. Neste caso um observador sobre a superfície terrestre vê sempre a mesma face da Lua (embora iluminada de forma diferente) [1].

### 3.2.2 Eclipses solares

Os Eclipses solares só acontecem quando temos Lua Nova (ver Secção 3.1). A Lua cria no lado oposto ao Sol uma zona de sombra. Essa zona de sombra divide-se em duas partes (Figura 36):

- **Umbra:** escuridão total - **eclipse solar total**
- **Penumbra:** zona de sombra onde se vê apenas parte do Sol - **eclipse solar parcial**

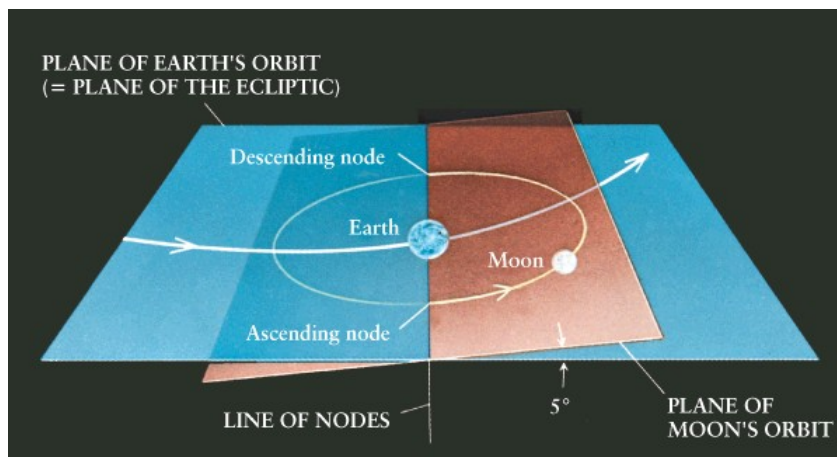


Figura 34: O plano orbital da Lua em torno da Terra faz um ângulo de cerca de  $5^\circ$  com o plano orbital da Terra em torno do Sol (plano da eclíptica). A linha de intersecção dos dois planos designa-se por **linha dos nodos**. Temos um eclipse lunar ou solar quando, numa situação de Lua Nova ou Lua Cheia a linha dos nodos aponta diretamente para o Sol [1].

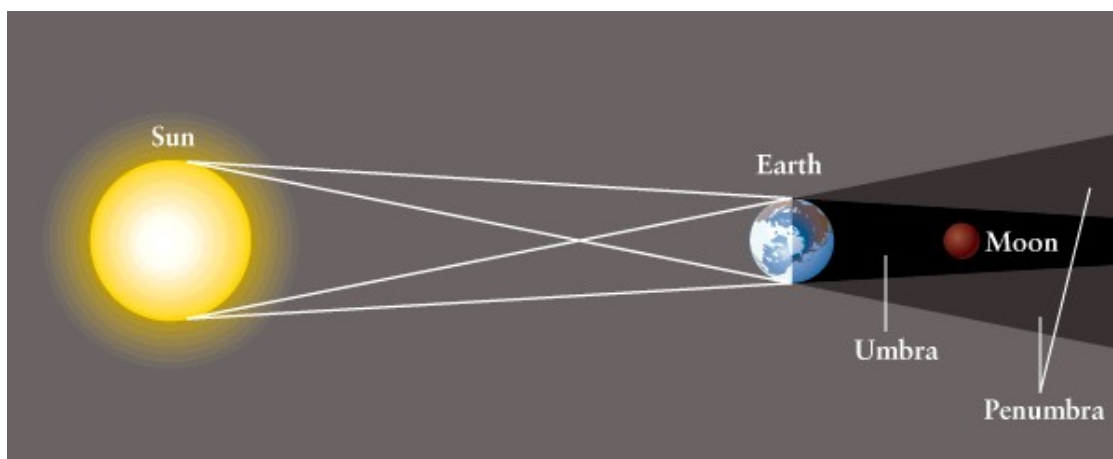


Figura 35: Eclipse lunar total: a Lua está completamente mergulhada na zona da umbra (ver texto para mais detalhes) [1].

Quando a Lua tapa completamente o Sol temos um **eclipse solar total**. Quando isto acontece podemos observar, durante um período de cerca de sete minutos a coroa do Sol (Figura 37). Apenas ao longo de uma estreita faixa ao longo do globo o eclipse atinge a totalidade. A ladear essa faixa temos duas regiões onde o eclipse é apenas parcial e fora dessa região não temos eclipse.

Vistos da Terra o Sol e a Lua têm praticamente o mesmo diâmetro angular (cerca de  $0.5^\circ$ ). No entanto, como a órbita da Lua em torno da Terra é ligeiramente elíptica acontece que o diâmetro angular da Lua é variável. Em particular, quando a Lua está no seu **apogeu** (ponto mais afastado da Terra) o seu diâmetro angular é menor e já não consegue cobrir completamente o Sol. Neste caso temos um **eclipse solar anelar** (Figura 38). Por outro lado quando a Lua está no **perigeu** (ponto mais próximo da Terra) o seu diâmetro angular é máximo. É nesta situação que os eclipses totais têm maior duração (cerca de

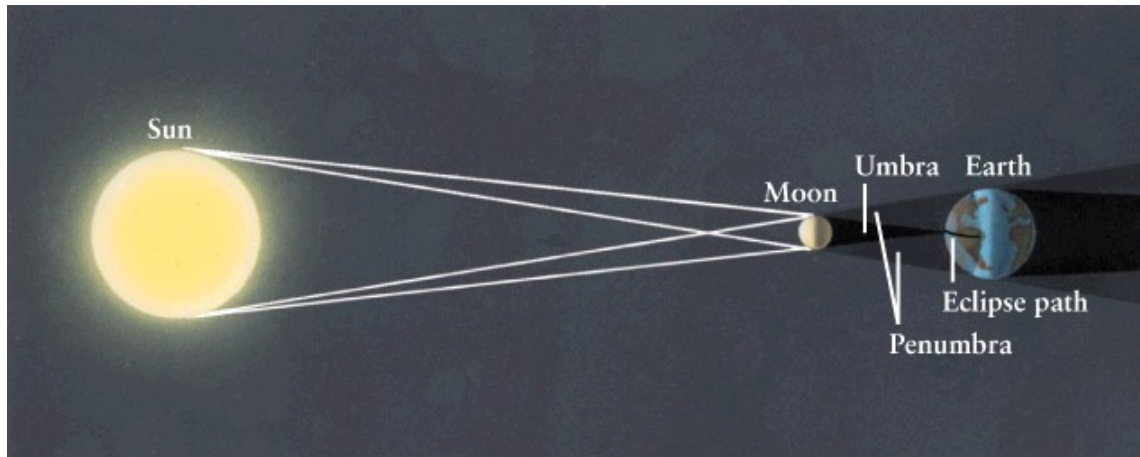


Figura 36: Eclipse solar: ao longo da faixa terrestre onde a Lua tapa completamente o Sol temos um eclipse solar total. Na vizinhança dessa faixa o eclipse é apenas parcial (ver texto para mais detalhes) [1].

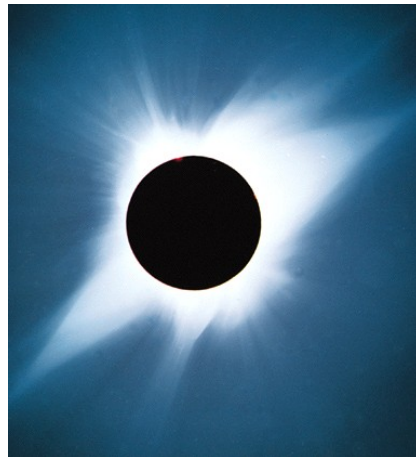


Figura 37: Imagem da coroa solar obtida durante o eclipse total de 11 de julho de 1991 (R. Christen and M. Christen.).

7.5 minutos).

Sabemos atualmente como determinar com bastante precisão a ocorrência de eclipses. Isto permite-nos não só prever a ocorrência de eclipses no futuro mas também **relacionar eventos históricos com eclipses** ocorridos no passado.

### 3.3 As Leis de Kepler

Johannes Kepler procurou desenvolver um modelo planetário a partir da grande quantidade de dados precisos que Tycho Brahe havia registado ao longo dos anos. Uma das primeiras constatações de Kepler foi que as órbitas dos planetas deveriam ser elípticas e não simplesmente circulares como era então aceite.

**Primeira Lei de Kepler** (1609): *A órbita de um planeta em torno do Sol é uma elipse com o Sol situado num dos focos.*



Figura 38: Evolução de um eclipse solar anelar (ver texto para mais detalhes) [1].

Uma **elipse** é o conjunto dos pontos do plano cuja soma das distâncias a dois pontos fixos, chamados focos, é constante (ver Figura 39). A equação da elipse escreve-se, em geral, na forma:

$$\frac{x^2}{a^2} + \frac{y^2}{b^2} = 1 \quad (1)$$

onde  $a$  e  $b$  ( $a \geq b$ ) designam-se, respectivamente, por **semi-eixo maior** e **semi-eixo menor** da elipse. Note-se que quando  $a = b$  recuperamos a equação da circunferência. A relação entre distância dos focos à origem ( $f$ ) e os comprimentos dos semi-eixos maior ( $a$ ) e menor ( $b$ ) é dada por:

$$f = \sqrt{a^2 - b^2} \quad (2)$$

Define-se **excentricidade** da elipse por meio da relação:

$$\epsilon = \frac{f}{a} \quad (3)$$

Note-se que é  $0 \leq \epsilon < 1$ . Quando  $f = 0$  (ou seja, quando os dois focos coincidem) vem  $\epsilon = 0$  e temos uma circunferência. Quando  $b \rightarrow 0$ ,  $f \rightarrow a$  o que significa que  $\epsilon \rightarrow 1$ . Neste caso temos uma elipse bastante excêntrica (bastante alongada). Quando um planeta descreve uma órbita elíptica a sua distância ao Sol varia. O ponto de maior aproximação ao Sol chama-se **periélio** e o ponto de maior afastamento chama-se **afélio**. Kepler constatou que a velocidade com que se desloca o planeta é maior no periélio e menor no afélio. Depois de muitos cálculos acabou por estabelecer aquela que agora é designada por Segunda Lei de Kepler (Figura 40):

**Segunda Lei de Kepler** (1609): *Um planeta no seu movimento elíptico em torno do Sol varre áreas iguais da elipse em intervalos de tempo iguais.*

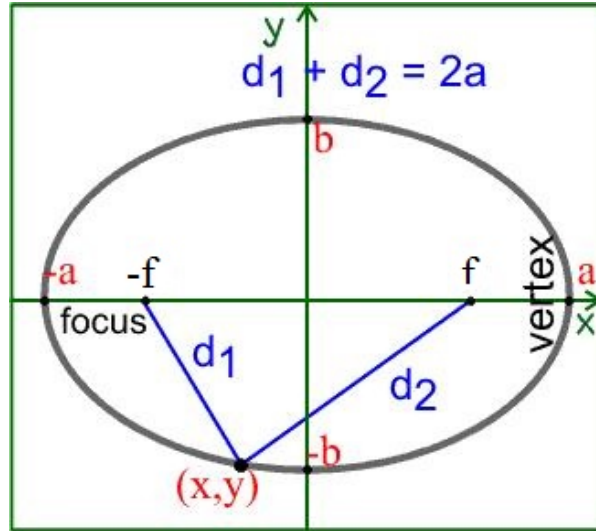


Figura 39: Elipse de centro na origem e focos situados nos pontos  $F_1 = (-f, 0)$  e  $F_2 = (f, 0)$ . O segmento entre a origem e o ponto  $(a, 0)$  designa-se por **semi-eixo maior** da elipse. Por sua vez o segmento entre a origem e o ponto  $(0, b)$  designa-se por **semi-eixo menor** da elipse. Os pontos  $(x, y)$  situados sobre a elipse respeitam todos a condição  $d_1 + d_2 = 2a$  (adaptado de J. Jones - <https://people.richland.edu/james/>).

Kepler também deduziu, a partir dos dados de Tycho, uma relação que relaciona o período orbital de um planeta com o semi-eixo maior da sua órbita:

**Terceira Lei de Kepler** (1618): *O quadrado do período orbital de um planeta é diretamente proporcional ao cubo do semi-eixo maior da sua órbita.*

Matematicamente a Terceira Lei de Kepler pode escrever-se na forma:

$$T^2 = \frac{4\pi^2}{G(M_1 + M_2)} a^3 \quad (4)$$

onde  $M_1$  e  $M_2$  representam as massas dos dois corpos envolvidos. No caso do movimento de um planeta do Sistema Solar se tomarmos  $M_1 = M_\odot$  e tomarmos em conta que a massa do planeta  $M_2$  é muito inferior à massa do Sol temos:

$$T^2 \approx \frac{4\pi^2}{GM_\odot} a^3 \quad (5)$$

É de realçar que Kepler apenas estabeleceu estas leis sem ter explicado a razão pela qual os planetas obedecem às mesmas. Esse trabalho seria feito mais tarde por Galileu e por Newton.

Embora as Leis de Kepler tenham sido derivadas a pensar na órbita dos planetas em torno do Sol, estas também se aplicam no caso das órbitas de satélites em torno da Terra ou de outro planeta qualquer.

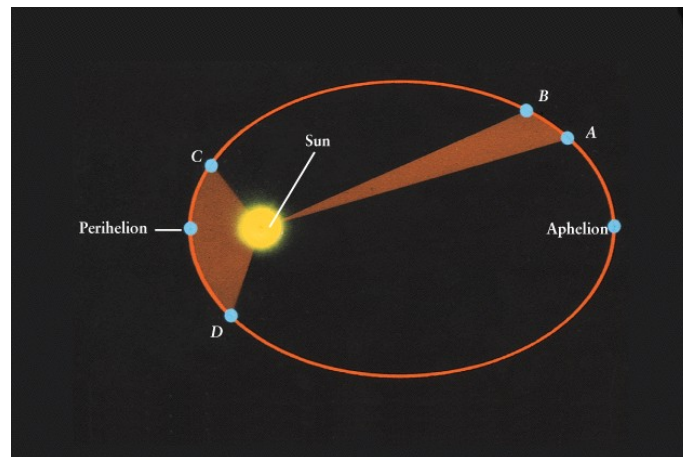


Figura 40: Ilustração da Segunda Lei de Kepler. Considerando que as áreas varridas pelo movimento de um determinado planeta entre os pontos A e B e, mais tarde, entre os pontos C e D são iguais, então os intervalos de tempo correspondentes também são iguais. Isto significa que entre os pontos C e D a velocidade do planeta foi superior à verificada entre os pontos A e B [1].

### 3.4 As estações do ano na Terra e nos outros planetas

De uma forma geral podemos dizer que em todos os planetas existem estações climáticas. Dependendo das características de cada planeta a transição entre estações pode decorrer de uma forma mais ou menos intensa. No caso de Vénus, por exemplo, o ciclo das estações é muito pouco perceptível ao passo que em Urano a mudança de estação é acompanhada de fenómenos extremos.

As estações são causadas por dois fatores (ver Tabela 1):

- inclinação do eixo de rotação do planeta
- excentricidade da órbita (variação da distância ao Sol)

O eixo de rotação da Terra está inclinado cerca de  $23.4^\circ$  em relação ao plano orbital do planeta. Esta inclinação faz com que no decurso do ano, diferentes frações de cada hemisfério sejam iluminadas pelo Sol e durante intervalos de tempo diferentes (Figura 41). No caso da Terra a excentricidade da órbita tem pouca relevância uma vez que esta é bastante baixa (órbita quase circular).

Marte para além de ter uma inclinação de  $25.2^\circ$  tem  $\epsilon \approx 0.094$  (ver Tabela 1). Os dois fatores combinados dão origem a mudanças de estação bem mais drásticas do que as que ocorrem na Terra.

A órbita de Urano é quase circular. No entanto o seu eixo de rotação está inclinado  $82.2^\circ$  em relação ao seu plano orbital. Uma inclinação tão grande origina alterações sazonais bastante acentuadas. Um dos hemisférios do planeta fica mergulhado na escuridão durante cerca de 21 anos (cerca de  $1/4$  do seu período orbital) enquanto que o outro fica, durante o mesmo intervalo de tempo, voltado para o Sol. A mudança de estações é acompanhada de grandes tempestades como podemos ver na Figura 42.



Tabela 1: Excentricidade da órbita ( $\epsilon$ ) e inclinação do eixo de rotação ( $\alpha$ ) para cada um dos planetas do Sistema Solar [9].

| Planeta  | $\epsilon$ | $\alpha(^{\circ})$ |
|----------|------------|--------------------|
| Mercúrio | 0.205      | 0.034              |
| Vénus    | 0.007      | 2.6                |
| Terra    | 0.017      | 23.4               |
| Marte    | 0.094      | 25.2               |
| Júpiter  | 0.049      | 3.1                |
| Saturno  | 0.057      | 26.7               |
| Urano    | 0.046      | 82.2               |
| Neptuno  | 0.011      | 28.3               |

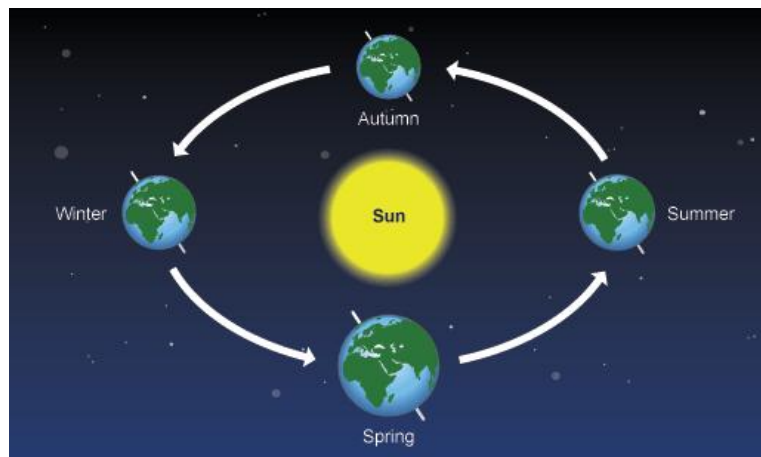


Figura 41: Devido à inclinação do eixo de rotação da Terra a fração de cada hemisfério iluminada pelo Sol varia ao longo do ano. A imagem mostra as estações do ano do ponto de vista de um observador no Hemisfério Norte. No verão, por exemplo, o Hemisfério Norte é iluminado durante mais tempo do que no inverno.

### 3.5 Aceleração da gravidade

A **Lei da Gravitação Universal** de Newton afirma que existe uma força gravítica entre duas massas  $m_1$  e  $m_2$  igual em magnitude para cada uma delas e alinhada segundo a direção que as une. Essa força é inversamente proporcional ao quadrado da distância entre as duas massas:

$$F = G \frac{m_1 m_2}{r^2} \quad (6)$$

onde  $m_1$  e  $m_2$  são as massas,  $G$  é a constante gravitacional e  $r$  a distância entre as duas massas.

Quando uma das massas é muito grande em relação à outra é costume definir-se um



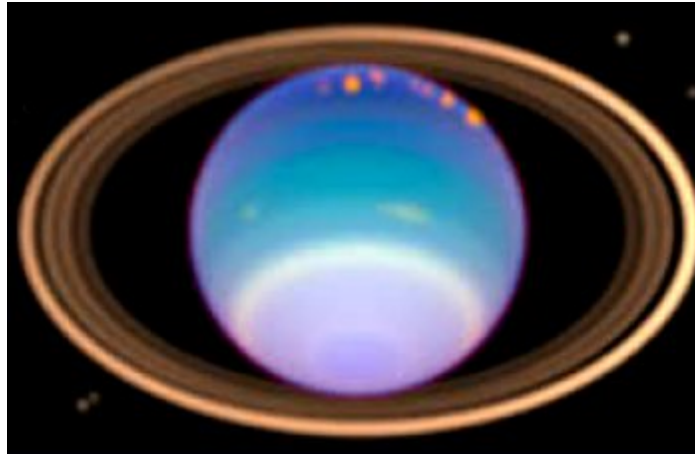


Figura 42: Esta imagem de IV obtida pelo HST mostra a chegada da primavera ao Hemisfério Norte de Urano. São claramente visíveis grandes tempestades no topo da imagem (NASA, Eric Karkoschka (Univ. of Arizona), Heidi Hammell (MIT), and STScI).

**campo gravítico** em torno da massa maior:

$$g = G \frac{M}{r^2} \quad (7)$$

onde  $M$  é essa massa maior e  $g$  é a **aceleração** provocada por essa massa sobre a outra na direção do centro. Esta aceleração  $g$  designa-se por **aceleração da gravidade**. Na superfície da Terra o seu valor varia entre  $9.78 \text{ m/s}^2$  (nos polos) e  $9.82 \text{ m/s}^2$  (no equador). Se subirmos em altitude a aceleração da gravidade diminui.

O valor de  $g$  não depende das propriedades do corpo em queda. Na ausência da resistência do ar todos os corpos (independentemente da sua massa ou da sua composição) adquirem a mesma aceleração quando sujeitos ao mesmo campo gravitacional. Corpos menos densos podem aparentar não acelerar com a mesma rapidez devido ao efeito da resistência do ar. Durante a missão Apolo 15 **um astronauta deixou cair na Lua ao mesmo tempo e da mesma altura uma pena e um martelo: ambos chegaram à superfície lunar em simultâneo.**

### 3.6 As marés

As marés consistem em alterações do nível das águas do mar causadas pela interação gravitacional entre a Terra e a Lua e, em menor escala, entre a Terra e o Sol.

A **maré alta** ou **preia-mar** ocorre na face da Terra voltada para a Lua e, também, na face da Terra mais distante da Lua. A atração gravitacional da Lua é superior na face da Terra mais próxima da Lua. Assim, as massas de água existentes nessa face são mais fortemente atraídas pela Lua provocando uma maré alta. Simultaneamente, no lado oposto da Terra também ocorre uma maré alta. Neste caso é a própria Terra que se afasta (por ser mais atraída pela Lua) da massa de água desse lado.

Em média, as marés altas sucedem-se em períodos de aproximadamente 12 horas e 24

minutos. Entre duas marés altas consecutivas temos uma **maré baixa** ou **baixa-mar**. Este intervalo de tempo entre duas marés cheias consecutivas resulta de dois fatores: a rotação da Terra sobre o seu eixo (período de 24h) e a rotação da Lua em torno da Terra (28 dias).

O Sol também influencia as marés na Terra embora o seu efeito seja muito inferior ao da Lua dado estar muito mais longe. Em particular nas situações de Lua Nova ou Lua Cheia (Terra, Lua e Sol alinhados) os efeitos da Lua e do Sol adicionam-se atingindo-se neste caso a maior diferença entre os níveis da maré alta e da maré baixa.

Os efeitos das marés não são exclusivos do sistema Terra-Lua. Júpiter, por exemplo, exerce marés tão intensas sobre a sua lua Io a ponto desta ser geologicamente instável e apresentar atividade vulcânica bastante acentuada (ver Secção 2.2.5).

## 4 Estrelas

Ao olharmos para o céu noturno notamos que umas estrelas parecem mais brilhantes do que outras. Isto pode dever-se ao facto de serem realmente mais brilhantes ou então ao facto de estarem a diferentes distâncias. Quase toda a informação que obtemos das estrelas resulta da sua luz. A cor de uma estrela, por exemplo, diz-nos qual a sua temperatura superficial e a decomposição da luz recebida permite identificar a composição da estrela. As estrelas são classificadas em tipos espectrais e em classes de luminosidade. Jogando com toda a informação disponível podemos obter dados relativos à temperatura, luminosidade, raio, composição e massa das estrelas [10].

### 4.1 Propriedades e classificação das estrelas

#### 4.1.1 Cor e temperatura

**A cor de uma estrela está diretamente relacionada com a sua temperatura superficial.** Uma estrela mais fria tem o seu pico de emissão mais perto do vermelho e uma estrela mais quente tem o seu pico mais próximo do azul. O Sol pode considerar-se uma estrela de temperatura intermédia com o seu pico de emissão próximo do amarelo (Figura 43).

#### 4.1.2 Luminosidade

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

$$b = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (8)$$

A esta quantidade designamos por **brilho aparente** da estrela. O brilho aparente do Sol, por exemplo, para um observador localizado na Terra ( $d = 1 \text{ UA} = 1.5 \times 10^{11} \text{ m}$ ) é dado por:

$$b_{\odot} = \frac{L_{\odot}}{4\pi d^2} = \frac{3.84 \times 10^{26} \text{ J/s}}{4\pi(1.5 \times 10^{11} \text{ m})^2} = 1370 \text{ J/s/m}^2 = 1370 \text{ W/m}^2 \quad (9)$$

A medição de brilhos aparentes é designada por **fotometria**. A partir de estudos fotométricos podemos determinar a luminosidade de uma estrela desde que saibamos a que distância esta se encontra. Os dados mostram que as luminosidades das estrelas variam, em geral, entre  $10^{-4}L_{\odot}$  e  $10^6L_{\odot}$ .

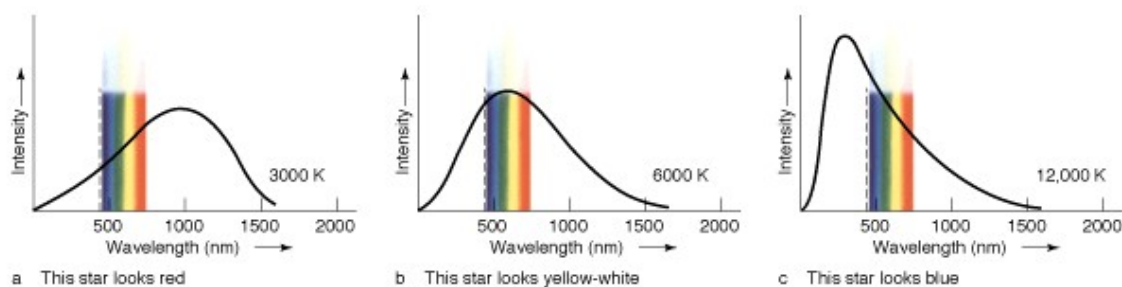


Figura 43: Relação entre cor e temperatura superficial para três estrelas distintas: (a)  $T = 3000\text{ K}$  – pico de emissão no infravermelho; (b)  $T = 6000\text{ K}$  – pico de emissão perto do amarelo (semelhante ao Sol); (c)  $T = 12000\text{ K}$  – pico de emissão no ultravioleta [1].

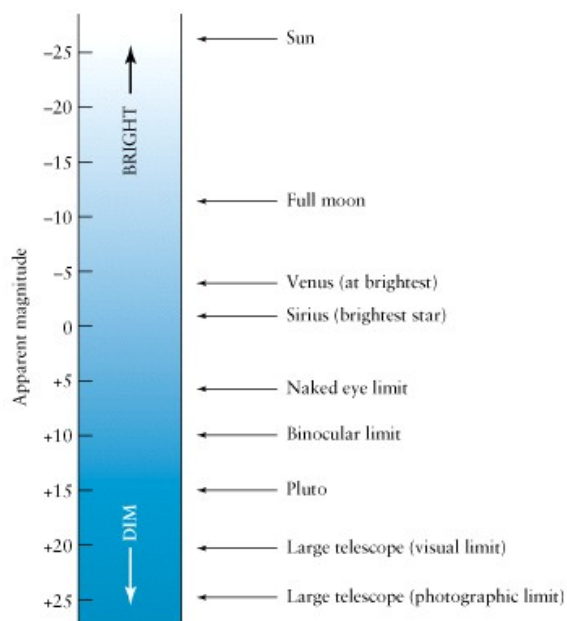


Figura 44: Escala de magnitudes aparentes. Note-se que quanto maior a magnitude menos brilhante é o objeto [1].

#### 4.1.3 Magnitude aparente – $m$

A **magnitude aparente ( $m$ )** de uma estrela é uma medida do seu **brilho aparente**. A primeira escala para a medição de magnitudes aparentes foi introduzida por Hiparcos no século II a.C.. Nesta escala as estrelas mais brilhantes tinham  $m = 1$  e as menos brilhantes  $m = 6$ . Em termos de brilho aparente resulta que uma estrela de magnitude 1 é cerca de 100 vezes mais brilhante que uma estrela de magnitude 6. Nos tempos modernos a escala foi alargada, em ambos os sentidos, por forma a poder incluir objetos mais e menos brilhantes (ver Figura 44).

A relação entre as magnitudes aparentes de duas estrelas ( $m_1, m_2$ ) e os respectivos brilhos aparentes ( $b_1, b_2$ ) é dada por:

$$m_2 - m_1 = 2.5 \times \log \frac{b_1}{b_2} \quad (10)$$

Note-se que esta mesma relação pode aplicar-se na comparação de brilhos aparentes de outro tipo de objetos celestes (e.g. planetas, galáxias, nebulosas).

#### 4.1.4 Magnitude absoluta – M

Para podermos comparar estrelas diferentes quanto à luminosidade introduzimos o conceito de **magnitude absoluta** (M). **A magnitude absoluta de uma estrela é definida como sendo a magnitude aparente que esta teria se estivesse a uma distância de 10 *parsec*<sup>3</sup>.** A relação entre magnitude aparente e magnitude absoluta é dada por:

$$m - M = 5 \log_{10} \left( \frac{d}{10 \text{ pc}} \right) \quad (11)$$

onde  $d$  é a distância expressa em *parsec*. No caso do Sol temos  $m = -26.7$  e  $M = 4.8$ . Note-se que temos  $M = m$  se  $d = 10 \text{ pc}$ .

#### 4.1.5 Classes espectrais

**Decompondo a luz que recebemos de uma estrela nos seus diferentes comprimentos de onda obtemos o respetivo espectro.** No espectro surgem, para algumas gamas de comprimentos de onda, riscas escuras. Estas riscas resultam em geral da absorção de radiação pelo material presente na atmosfera da estrela pelo que são usualmente designadas por **riscas de absorção**.

Analisando as riscas de absorção podemos obter diversas informações sobre a estrela. O conjunto de riscas de absorção permite identificar os diferentes elementos presentes na atmosfera da estrela (foi assim que o Hélio foi descoberto no Sol antes de ser descoberto na Terra). A partir da largura das riscas podemos extrair informação sobre a temperatura na superfície da estrela. Um eventual deslocamento nas riscas de absorção do espectro de uma estrela em relação ao registado em laboratório permite determinar se a estrela está aproximando-se ou afastando-se de nós e com que velocidade o faz.

**A grande diversidade de espectros estelares observados deu origem à classificação das estrelas em sete *classes espectrais* designadas pelas letras O, B, A, F, G, K e M.** Por sua vez, estas classes espectrais foram divididas, cada uma delas, em 10 subclasses designadas por tipos espectrais. Dentro de cada classe os tipos espectrais estão

---

<sup>3</sup>A velocidade da luz no vazio é aproximadamente  $3 \times 10^8 \text{ m/s}$ . Num ano a luz percorre aproximadamente  $9.46 \times 10^{15} \text{ m}$ , distância esta que designamos por ano-luz (a.l.). O *parsec* (pc) é outra unidade de medida usual, sendo que  $1 \text{ pc} \approx 3.26 \text{ anos luz}$ .



Tabela 2: As diferentes classes espectrais de estrelas – ver também Figura 45 [1].

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

minada estrela temos de ir por processos indiretos<sup>4</sup>. A luminosidade (L) de uma estrela relaciona-se com o raio (R) e temperatura superficial (T) respetivos através da **Lei de Stefan-Boltzmann**:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad (12)$$

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

A luminosidade de uma estrela pode obter-se a partir do seu brilho aparente, desde que se conheça a sua distância (equação 9), e a temperatura a partir da análise do seu espetro. Sabendo a temperatura superficial e a luminosidade podemos utilizar a equação 12 para obter uma estimativa do respetivo raio.

#### 4.1.7 Diagrama de Hertzsprung-Russell

No diagrama de Hertzsprung-Russell (HR) cada estrela é representada tendo em conta a sua luminosidade (ou magnitude absoluta) e a sua temperatura superficial (ou tipo espectral). Ao representar as estrelas no diagrama HR verifica-se que estas agrupam-se em determinadas zonas do diagrama (Figura 46).

Existe uma banda diagonal designada por **sequência principal** da qual fazem parte cerca de 90% de todas as estrelas conhecidas (ver Secção 4.2.2). Esta banda estende-se desde as estrelas mais quentes e luminosas (canto superior esquerdo) às mais frias e pouco luminosas (canto inferior direito). Uma estrela situada sobre esta banda designa-se por **Estrela da Sequência Principal** (ver Figuras 46 e 47). É o caso do nosso Sol.

No canto superior direito do diagrama vemos dois agrupamentos de estrelas muito mais luminosas mas também muito mais frias que as da sequência principal. Pela Lei de Stefan-Boltzmann (equação 12) temos que para que estas estrelas sejam simultaneamente

<sup>4</sup>Para além do Sol temos como exceções algumas estrelas supergigantes como é o caso de Betelgeuse para a qual se conseguiu medir diretamente o raio.



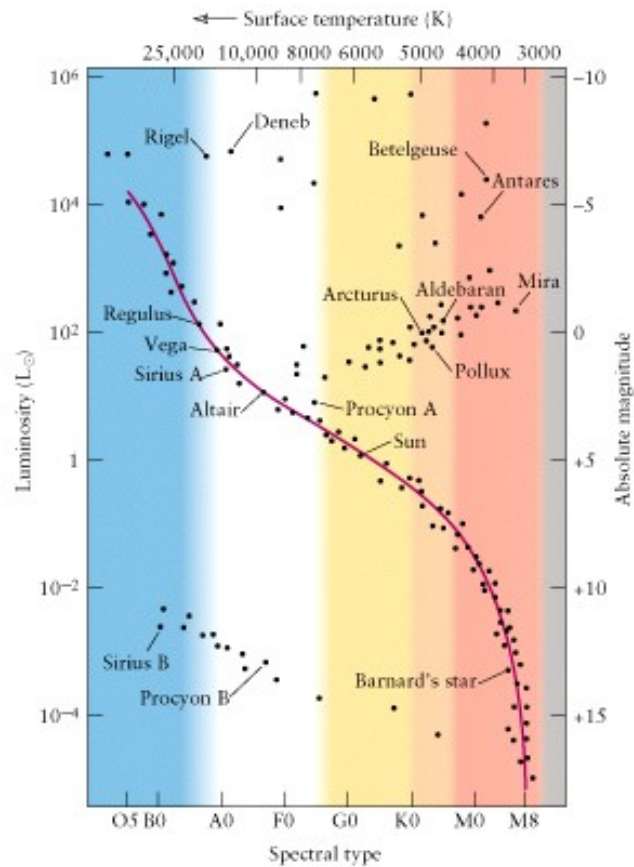


Figura 46: Diagrama de Hertzsprung-Russell (HR): a luminosidade ou magnitude absoluta (eixo vertical) é representada em função da temperatura superficial ou tipo espectral (eixo horizontal; note-se que o valor da temperatura aumenta da direita para a esquerda) [1].

bastante luminosas e tenham temperaturas superficiais relativamente baixas devem ter um raio bastante grande. Estamos pois perante o grupo das estrelas designadas por **gigantes** e **supergigantes** (estão neste grupo cerca de 1% de todas as estrelas conhecidas) – ver Figuras 46 e 47 (ver Secção 4.2.3).

No canto inferior esquerdo do diagrama HR temos um grupo de estrelas bastante quentes mas pouco luminosas (estão neste caso 9% de todas as estrelas conhecidas). De acordo com a Lei de Stefan-Boltzmann estas estrelas devem ter raios muito pequenos e por isso designam-se por **anãs brancas** (ver Figuras 46 e 47). São estrelas, outrora semelhantes ao Sol, que atingiram a fase final da sua vida e, agora, limitam-se a arrefecer lentamente (ver Secção 4.2.4).

O tipo espectral de uma estrela não nos diz nada acerca do tipo de estrela. Uma estrela com  $T = 5800$  K pode ser uma estrela da sequência principal (semelhante ao Sol), uma anã branca, uma gigante ou uma supergigante (ver Figura 47). Uma forma de resolver esta questão consiste em analisar a largura das riscas de absorção. Quanto maiores forem a pressão e a densidade na atmosfera de uma estrela mais frequentes serão as colisões entre átomos e isso resultará num alargamento das riscas de absorção correspondentes.

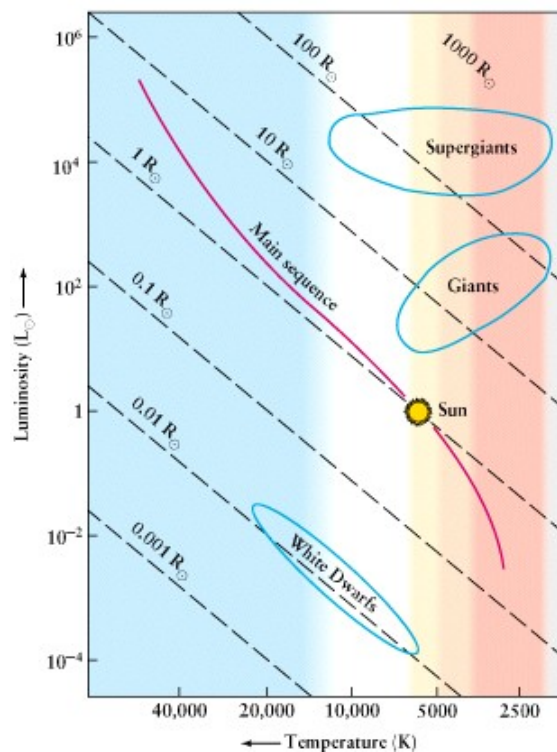


Figura 47: Diagrama de Hertzsprung-Russell (HR) indicando a banda da sequência principal e os grupos das gigantes, supergigantes e anãs brancas. As linhas a tracejado indicam diferentes raios estelares [1].

Numa supergigante a pressão e densidade atmosféricas são baixas pelo que as riscas de absorção são bastante estreitas (não existem perturbações). Numa estrela da sequência principal a pressão e a densidade atmosféricas são maiores pelo que as riscas resultam mais largas (maior perturbação no processo de formação das riscas).

#### 4.1.8 Classes de luminosidade

A divisão das estrelas em classes espectrais (ou tipos espectrais) tem em conta a sua cor (temperatura superficial). Para identificar o tipo de estrela é ainda necessário considerar a divisão em **classes de luminosidade** (ver Figura 48):

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

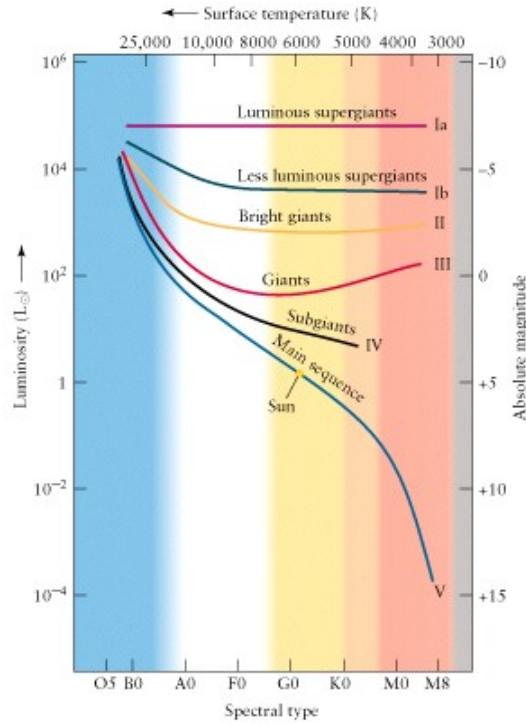


Figura 48: Divisão do diagrama de Hertzsprung-Russell em classes de luminosidade [1].

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

## 4.2 Formação e evolução das estrelas

As estrelas formam-se no interior de nuvens de gás e poeiras por ação do colapso gravitacional. Começam por evoluir como protoestrelas antes de atingirem a fase da Sequência Principal, marcada pelo início das reações de fusão nuclear do hidrogénio em hélio. Quanto menor a massa da estrela mais tempo ela irá permanecer como estrela da Sequência Principal convertendo hidrogénio em hélio. Quando se esgotar o hidrogénio, no centro da estrela, cessam as reações nucleares, evoluindo a estrela para o estado de gigante vermelha. Mais tarde começa então a fusão nuclear do hélio produzindo carbono e oxigénio. Para estrelas com massa inferior a  $8M_{\odot}$  o processo de fusão nuclear termina por aqui. A estrela liberta as camadas mais exteriores originando uma nebulosa planetária com uma anã branca no centro. Estrelas de massa superior continuam sintetizando elementos cada vez mais pesados até ao ferro. Nessa fase ocorre o processo de explosão em supernova deixando para trás uma estrela de neutrões ou um buraco negro [11].

#### 4.2.1 Protoestrelas

**As estrelas formam-se, por ação da gravidade, a partir de nuvens de gás e poeiras.** O processo de formação é mais eficiente em zonas onde a densidade do gás e poeiras é mais elevada. A temperatura do gás deve, no entanto, ser baixa o suficiente por forma a que a pressão também o seja. Se assim não fosse a pressão tenderia a destruir o trabalho aglutinador da gravidade. Os únicos locais do meio interestelar onde estão reunidas essas condições são as chamadas **nebulosas escuras**. No interior destas nebulosas escuras podem formar-se *protoestrelas* que depois evoluem para o estado de estrela da Sequência Principal. Podem formar-se diversas protoestrelas a partir de uma mesma nebulosa.

Uma protoestrela começa por ser um aglomerado de gás e poeiras com dimensão superior à do nosso Sistema Solar. Devido ao processo de contração gravitacional as zonas mais interiores da protoestrela aquecem gradualmente. Embora ainda não ocorram reações de fusão nuclear a protoestrela é, nesta fase, bastante luminosa (a radiação resulta do processo de contração gravitacional). Todavia as protoestrelas estão, regra geral, escondidas dentro de nebulosas escuras pelo que praticamente não se podem observar (a partir do exterior) na banda do visível. Podem, no entanto, ser vistas com recurso a telescópios a operar na banda do IV.

Quando a temperatura no interior da protoestrela atinge  $\sim 10 \times 10^6$  K têm início as reações de fusão nuclear do hidrogénio em hélio. A pressão da radiação libertada é capaz de equilibrar a contração gravitacional em curso na protoestrela atingindo-se um estado de *equilíbrio hidrostático*. A protoestrela passa a partir deste momento a ser uma estrela da Sequência Principal.

Protoestrelas com massa inferior a  $0.08M_{\odot}$  não conseguem atingir o estado de Sequência Principal, ou seja, não conseguem criar as condições necessárias para que nelas ocorra a fusão nuclear do hidrogénio. Estas protoestrelas acabam por se transformar em *anãs castanhas* sendo a sua principal fonte de radiação a contração gravitacional.

Protoestrelas com massa acima de  $200M_{\odot}$  não atingem também a fase de Sequência Principal. Nestes casos, a pressão interna acaba por ser tão grande, superando a própria gravidade e levando à desintegração da protoestrela.

Durante o seu processo de formação uma protoestrela embora ganhe massa acaba também por afastar muito do material da nebulosa escura que existe à sua volta. Parte desse material fica sobre o plano perpendicular ao plano de rotação da protoestrela formando um disco de agregação de matéria. Este disco pode dar origem a um **disco protoplanetário** a partir do qual se podem formar planetas (como aconteceu provavelmente no Sistema Solar).

#### 4.2.2 Fase da Sequência Principal

As estrelas entram na Sequência Principal quando começa a fusão nuclear do hidrogénio em hélio no seu centro e saem da Sequência Principal quando cessa essa fusão. Este processo será tão mais rápido quanto maior for a massa inicial da estrela: **as estrelas de**

**maior massa passam menos tempo na fase de Sequência Principal.** No caso do Sol são 10 mil milhões de anos. No caso de estrelas do tipo O ou B apenas alguns milhões de anos. Estrelas do tipo M (anãs vermelhas) passam mais tempo do que o Sol na fase da Sequência Principal.

#### 4.2.3 Fase de Gigante Vermelha

Uma estrela sai da Sequência Principal depois de ter consumido (via fusão nuclear) todo o hidrogénio da sua região central. Nesta fase a região central da estrela, composta por hélio, começa a colapsar por ação da gravidade (uma vez que agora não existe a pressão da radiação para manter o equilíbrio).

A camada envolvente de hidrogénio colapsa também aquecendo ao ponto de permitir o reacender da fusão nuclear do hidrogénio em hélio que agora ocorre numa concha em torno da região central da estrela.

A pressão da radiação, entretanto libertada, provoca a expansão das camadas exteriores da estrela que, em consequência disso, arrefecem. A estrela sai, assim da Sequência Principal e passa à fase de **Gigante Vermelha** aumentando consideravelmente a sua luminosidade. Em termos do diagrama HR a estrela sobe para a região das **Gigantes Vermelhas**.

Enquanto isso a região central continua a colapsar. O hélio produzido nas camadas mais externas cai para o centro acelerando ainda mais o colapso. A temperatura na região central aumenta progressivamente até que, eventualmente, atinge o valor necessário para que se iniciem as reações de fusão nuclear do hélio ( $\sim 10^8$  K) dando origem a carbono e oxigénio.

Chegará um momento em que todo o hélio da região central foi consumido. Não havendo reações nucleares no centro da estrela este colapsa devido à gravidade. O colapso é, no entanto, detido pela pressão provocada pelos *elétrões degenerados* (ver Secção 4.2.4).

Entretanto, devido ao colapso, a região em torno do núcleo da estrela aquece possibilitando de novo as reações de fusão nuclear do hélio nessa região. A estrela volta a transformar-se numa gigante vermelha aumentando, de novo, a sua luminosidade. Nesta fase a estrela consiste numa região central inerte de carbono/oxigénio, rodeada por uma camada onde ocorre a fusão nuclear do hélio que por sua vez é rodeada por uma camada onde ainda ocorre a fusão nuclear do hidrogénio. Tudo isto tem lugar numa região cujo raio é da ordem do raio da Terra. A envolver esta região temos uma camada, essencialmente composta por hidrogénio, cujo raio é da ordem de 1 UA (Figura 49).

#### 4.2.4 Nebulosas Planetárias e Anãs Brancas

Durante a sua passagem pelo estado de Gigante Vermelha as estrelas perdem gradualmente massa por meio do vento estelar (estas perdas podem ascender a metade da massa inicial da estrela). O gás expulso da estrela forma uma **Nebulosa Planetária** restando no centro apenas o núcleo praticamente exposto da estrela. Este núcleo, bastante quente ( $\sim 100000$  K), tem o seu pico de emissão na banda do UV. Esta radiação acaba por

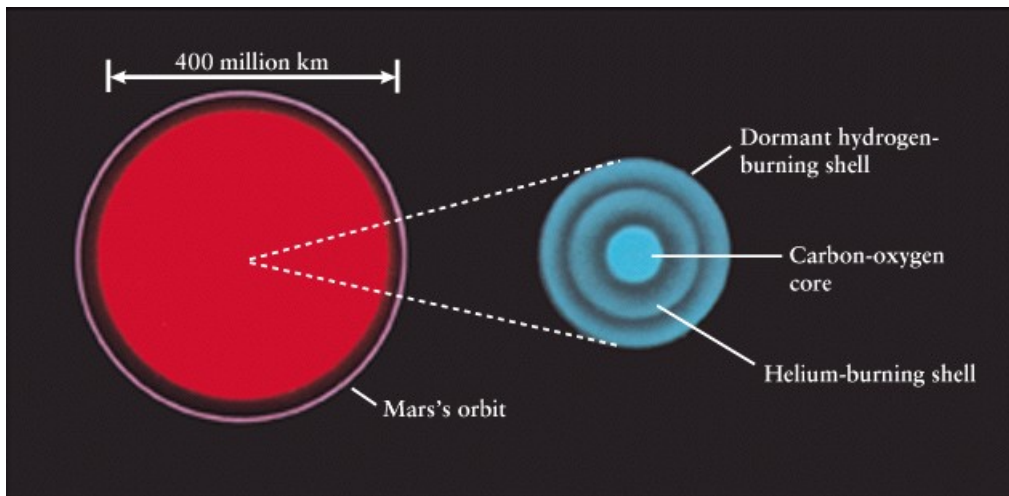


Figura 49: Estrutura interna de uma de estrela Gigante Vermelha (ver texto para mais detalhes) [1].

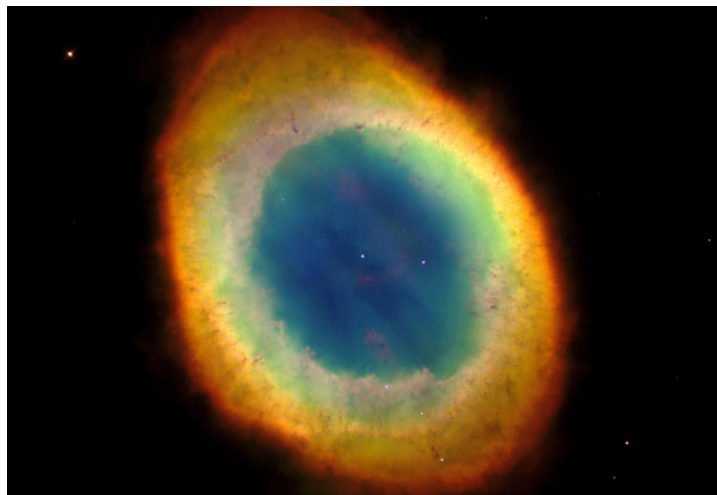


Figura 50: Nebulosa do Anel (M57): nebulosa planetária situada a cerca de 2000 a.l. da Terra. No centro da nebulosa existe uma estrela anã branca (Hubble Heritage Team (STScI /AURA), NASA).

ionizar os átomos da nebulosa circundante, os quais, por sua vez, acabam por reemitir a radiação absorvida em comprimentos de onda mais longos, essencialmente na banda do visível. É o que acontece, por exemplo, no caso da Nebulosa do Anel (Figura 50).

O núcleo central de carbono e oxigénio não tem massa suficiente para que se iniciem as reações de fusão nuclear destes dois elementos. Esta estrela, cuja densidade é da ordem de  $10^9 \text{ kg/m}^3$  (um milhão de vezes mais densas do que a água), designa-se por **anã branca**.

A gravidade nas anãs brancas é equilibrada pela pressão dos **elétrões degenerados**.

- De acordo com a Teoria da **Mecânica Quântica** cada eletrão deve ocupar o seu próprio estado de energia que deve ser o mais baixo possível (de forma a respeitar o Princípio da Energia Mínima). Quando os eletrões estão compactados, como no caso de uma anã branca, não existem estados de baixa energia disponíveis para todos os eletrões. Assim, alguns eletrões são forçados a ocupar estados de energia mais

altos: dizemos que esses elétrons ficam no *estado degenerado*. É a pressão exercida pelo gás de elétrons degenerados numa anã branca que a suporta contra a força da sua própria gravidade. Como esta pressão não se altera com a temperatura a anã branca mantém a sua estabilidade mesmo ao arrefecer.

Existe um limite superior de massa para o qual este equilíbrio é permitido. Esse limite, designado por **limite de Chandrasekhar**, é de  $1.4M_{\odot}$ . Acima deste valor a pressão dos elétrons degenerados não é suficiente para sustentar a gravidade (ver Secção 4.2.7)

No diagrama HR as anãs brancas situam-se no canto inferior esquerdo (Figuras 46 e 47).

#### 4.2.5 Evolução de estrelas de massa superior a $8M_{\odot}$

Uma estrela com massa inicial superior a  $\approx 8M_{\odot}$  embora tenha um início de vida muito semelhante ao das estrelas de menor massa, convertendo hidrogénio em hélio e, mais tarde, hélio em oxigénio e carbono, tem uma vida final muito diferente.

Devido à sua maior gravidade as estrelas de maior massa conseguem atingir no seu centro as temperaturas necessárias para que ocorra a fusão nuclear do carbono. A massa do núcleo destas estrelas, quando elas atingem a fase de gigante vermelha, excede o limite de Chandrasekhar ( $1.4M_{\odot}$ ) o que permite vencer a pressão imposta pelos elétrons degenerados (ver Secção 4.2.4).

Quando a temperatura da região central atinge  $6 \times 10^8$  K começa a fusão nuclear do carbono produzindo oxigénio, néon, sódio e magnésio. Depois de terminarem as reações de fusão nuclear do carbono o núcleo colapsa aumentando a temperatura central para  $10^9$  K. Isto permite a fusão nuclear do néon da qual resultam mais oxigénio e magnésio.

Depois de terminada a fusão nuclear do néon o núcleo colapsa novamente e, caso, sejam atingidos  $1.5 \times 10^9$  K temos a fusão nuclear do oxigénio da qual resulta principalmente enxofre mas também fósforo, silício e magnésio. Depois o núcleo colapsa novamente e, caso, sejam atingidos  $2.7 \times 10^9$  K temos a fusão nuclear do silício da qual resulta uma variedade de elementos desde o enxofre até ao ferro.

A passagem de cada uma das etapas anteriores para a seguinte é caracterizada pelo reacender das reações de fusão nuclear nas camadas mais externas da estrela e por sucessivas fases de gigante vermelha. À medida que isto ocorre a estrela também vai perdendo massa, das suas camadas mais exteriores, de uma forma significativa.

Cada nova etapa de fusão nuclear é significativamente mais rápida do que a precedente. Por exemplo, numa estrela com massa inicial igual a  $25M_{\odot}$  a fusão do hidrogénio decorre ao longo de 7 milhões de anos, a fusão do hélio em 700000 anos, a fusão do carbono em 600 anos, a fusão do néon num ano, a fusão do oxigénio em 6 meses e a fusão do silício num dia.

Numa estrela de grande massa ( $> 25M_{\odot}$ ) acabam por existir diversas camadas onde decorrem diferentes reações de fusão nuclear. Como resultado da pressão da radiação as camadas exteriores expandem-se ainda mais originando uma **supergigante vermelha**. A região onde decorrem as diversas reações nucleares tem um raio comparável ao da Terra.



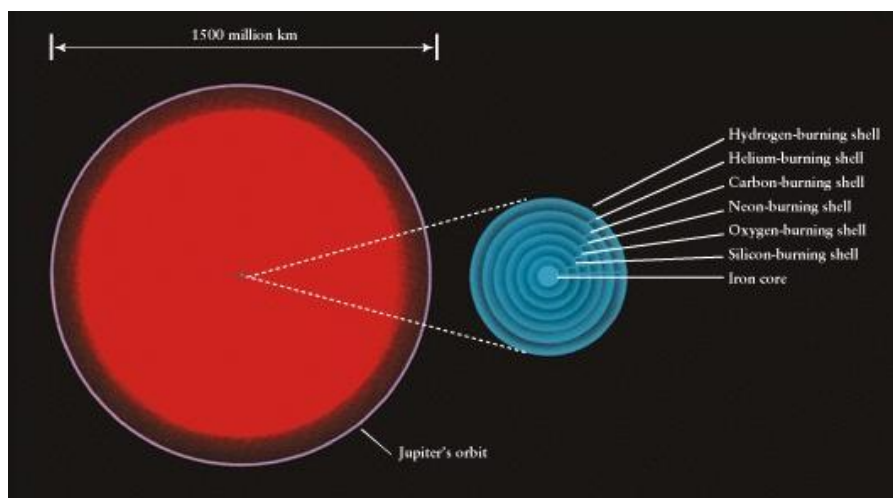


Figura 51: Estrutura interior de uma estrela de massa inicial da ordem de  $25M_{\odot}$ , quando esta atinge o estado de supergigante vermelha (ver texto para mais detalhes) [1].

A supergigante tem um raio comparável ao da órbita de Júpiter (Figura 51).

Um dos produtos da fusão nuclear do silício é o ferro. A fusão nuclear do ferro consome energia ao contrário das reações anteriores que libertavam energia (cuja pressão da radiação equilibrava a força gravítica). Agora não temos essa pressão a contrariar a gravidade.

#### 4.2.6 Explosão em Supernova

Estrelas com massa inicial inferior a  $8M_{\odot}$  terminam as suas vidas originando uma anã branca rodeada por uma nebulosa planetária (ver Secção 4.2.4). As estrelas de maior massa acabam explodindo em **supernova**.

Quando terminam as reações de fusão nuclear do silício (que ocorrem a  $2.7 \times 10^9$  K) no centro da estrela, o núcleo, essencialmente composto por ferro, colapsa em menos de 1 s até atingir temperaturas da ordem dos  $5 \times 10^9$  K. Os fótons de raios gama emitidos na região central da estrela são capazes de desintegrar os núcleos atômicos de ferro em núcleos de hélio-4, prótons ( $p^+$ ) e neutrões ( $n$ ). Este processo designado por **fotodesintegração** é extremamente rápido (frações de segundo) em contraste com os milhões de anos que foram necessários para formar um núcleo de ferro na estrela.

Nesta fase a região central da estrela é de tal forma denso que os eletrões livres são forçados a combinarem-se com os prótons de forma a originarem neutrões. Este processo de **neutronização** liberta uma grande quantidade de neutrinos que provocam uma onda de choque que se desloca para o exterior.

Entretanto o colapso e arrefecimento da região central faz baixar consideravelmente a pressão sobre as camadas circundantes. Consequentemente a matéria dessas camadas precipita-se de forma violenta sobre a região central com uma velocidade que atinge cerca de 15% da velocidade da luz. Entretanto esta matéria, ao encontrar a onda de choque

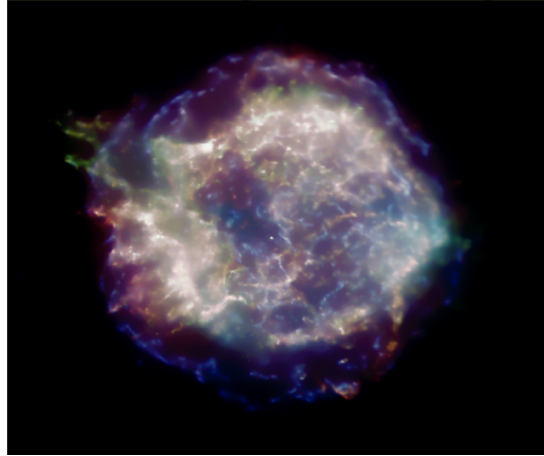


Figura 52: A SNR Cassiopeia A observada na banda dos raios X. A supernova correspondente ocorreu há 300 anos a 10000 a.l. da Terra. O diâmetro desta SNR é de aproximadamente 10 a.l. (John Hughes et al., 2002, NASA/CXC/SAO).

proveniente do centro, inverte o sentido do seu movimento e começa a deslocar-se para o exterior. Quando atinge a superfície as camadas mais externas da estrela são expelidas. Neste processo libertam-se  $\sim 10^{46}$  J (o equivalente à energia emitida por uma estrela como o Sol durante a sua fase de estrela da Sequência Principal). Temos uma enorme explosão designada por **supernova**.

Cerca de 96% da massa da estrela é expelida para o espaço durante a explosão. Quando a onda de choque vinda do centro se encontra com as camadas mais externas da estrela comprime-as, aumentando assim a sua temperatura ao ponto de ocorrerem diversas reações de fusão nuclear. Desta reações resulta a produção de uma enorme diversidade de elementos incluindo todos aqueles que são mais pesados do que o ferro. Praticamente todo o zinco, cobre, prata, chumbo, mercúrio, urânio (entre outros) existentes no Universo, foram produzidos desta forma.

O pico de luminosidade de uma supernova pode atingir  $\sim 10^9 L_{\odot}$  o que é comparável à luminosidade de uma galáxia inteira. Isto permite identificar supernovas em galáxias distantes.

A matéria enviada para o espaço por uma explosão em supernova forma uma nebulosa designada por **Resto de Supernova** (SNR) – ver Figura 52. Num SNR a matéria ainda está em expansão pelo que, medindo essa velocidade de expansão, podemos determinar a data em que ocorreu a supernova.

Depois da explosão em supernova a região central da estrela (agora exposta) tanto pode dar origem a uma estrela de neutrões como a um buraco negro consoante a sua massa seja ou não superior a  $3M_{\odot}$ .

#### 4.2.7 Estrelas de neutrões e pulsares

Numa anã branca o equilíbrio é mantido pela pressão dos eletrões degenerados (ver Secção 4.2.4). No entanto, um protão e um eletrão podem juntar-se para formar um

neutrão desde que estejam sujeitos a uma pressão suficientemente alta. Se for esse o caso, a região central da estrela, pode converter-se numa **estrela de neutrões**. Neste tipo de estrela a gravidade é suportada pela pressão exercida pelos **neutrões degenerados**:

- Cada neutrão deve ocupar o seu próprio estado de energia o qual deve ser o mais baixo possível (de forma a respeitar o Princípio da Energia Mínima). Quando os neutrões estão compactados, como acontece numa estrela de neutrões, não existem estados de baixa energia disponíveis para todos os neutrões. Assim, alguns neutrões são forçados a ocupar estados de energia mais elevada: dizemos que esses neutrões ficam no *estado degenerado*. É a pressão exercida pelos neutrões degenerados numa estrela de neutrões que a suporta contra a sua própria gravidade.

A partir de 1967 descobriram-se no espaço diversas fontes rádio variáveis cujos períodos, bastante regulares, eram da ordem de 1 s. Estas fontes foram designadas por **pulsares**. O facto do sinal emitido por um pulsar variar tão rapidamente torna claro que a fonte emissora não pode ser um objeto muito extenso. Chegou-se à conclusão que os pulsares estão associados a estrelas de neutrões.

As estrelas de neutrões são objetos que rodam a grande velocidade (período de rotação na maioria dos casos inferior a 1 s). Para além disso têm um campo magnético bastante forte o que leva a que sejam emitidos jatos de radiação segundo a direção do eixo do campo magnético da estrela (que em geral não coincide com o respetivo eixo de rotação - como acontece também, por exemplo, no caso da Terra). Se o movimento de rotação da estrela de neutrões for tal que o respetivo eixo magnético aponte periodicamente na nossa direção então está será vista como um pulsar. Note-se que a utilização do termo pulsar pode ser um pouco enganadora, uma vez que a estrela não está de facto a pulsar mas sim a rodar sendo a sua emissão constante. O que varia é a orientação dos jatos em relação ao observador (ver Figura 53).

#### 4.2.8 Buracos Negros

Depois da explosão em supernova se a região central da estrela tiver massa superior a  $3M_{\odot}$  então nada poderá contrariar a gravidade. Neste caso não se forma uma estrela de neutrões. A estrela colapsa progressivamente até que toda a matéria é reduzida a um *volume zero* que designamos por **singularidade** (que pode ser um ponto ou um anel no caso de existir rotação). Na singularidade deixam de ser aplicáveis as Leis da Física tal qual as conhecemos.

À medida que ocorre o colapso total da estrela a **velocidade de escape**<sup>5</sup> à sua superfície vai aumentando até atingir a velocidade da luz. A superfície esférica onde a velocidade de escape se torna igual à velocidade da luz é designada por **horizonte de eventos**. Sobre

---

<sup>5</sup>A velocidade de escape da superfície da Terra é de 11.2 km/s. Isto quer dizer que, por exemplo, para que uma nave abandone a Terra viajando em direção a outro planeta deve atingir no mínimo essa velocidade. No caso de uma estrela de neutrões a velocidade de escape é cerca de metade da velocidade da luz.

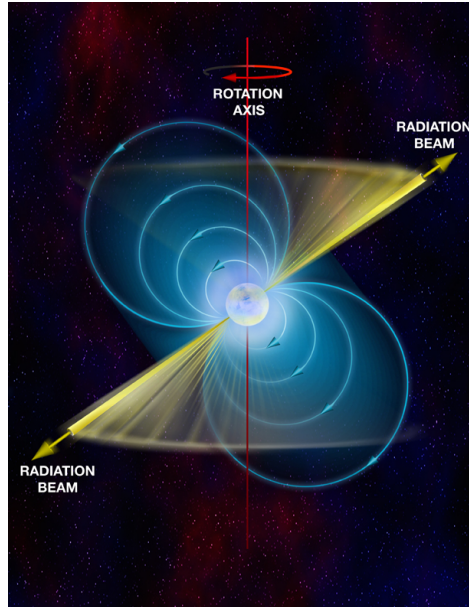


Figura 53: Uma estrela de nêutrons em rotação e a consequente formação de um pulsar (ver texto para mais detalhes) ( Bill Saxton, NRAO/AUI/NSF).

esta superfície residem os últimos fótons que tentavam escapar da estrela. No caso de uma estrela com  $5M_{\odot}$  o raio do horizonte de eventos é de 15 km.

Toda a matéria ou radiação que atravesse o horizonte de eventos acaba irremediavelmente na singularidade. A única informação que fica em relação ao que esteve na origem do buraco negro é a massa, o momento angular e a carga elétrica.

### 4.3 Sistemas binários de estrelas

Grande parte das estrelas que observamos no céu fazem parte de sistemas binários ou mesmo de multiplicidade superior. Estes sistemas podem ser **binários aparentes** (as duas estrelas estão praticamente sobre a mesma linha de visão mas a distâncias completamente diferentes sem que exista qualquer interação física entre elas) ou **binários reais** (estrelas em interação uma com a outra) [12]. Nas seções seguintes consideramos alguns casos particulares de binários reais.

#### 4.3.1 Binário visual

Dizemos que temos um **binário visual** quando conseguimos observar as duas estrelas do sistema. Neste caso, observando o sistema durante algum tempo, podemos traçar a trajetória que uma estrela faz em torno da outra. Na Figura 54 representamos o caso da estrela 70 Ophiuchi cuja trajetória, de período 87.7 anos, foi traçada entre 1825 e 1912.

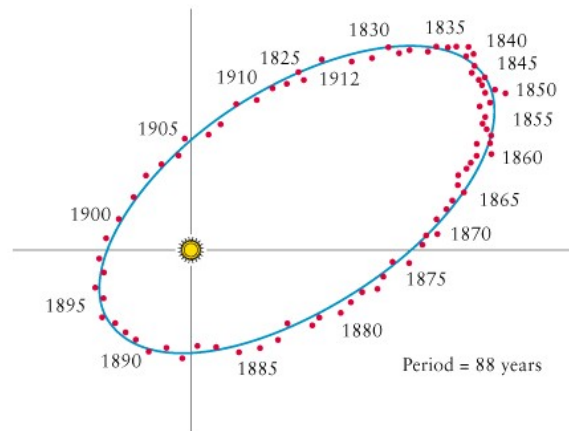


Figura 54: O binário visual 70 Ophiuchi [1].

#### 4.3.2 Binário espectroscópico

Se as duas estrelas estiverem muito próximas podemos não as conseguir separar, ou seja, observamos sempre o sistema como se fosse uma única estrela, independentemente da resolução do telescópio utilizado. Nestes casos é a partir da análise do respetivo espectro que ficamos a saber se estamos perante uma estrela individual ou um par de estrelas. Se, por exemplo, o espectro exibir uma mistura de riscas correspondentes a dois tipos bem distintos de estrelas então estamos perante um sistema binário, neste caso, designado por **binário espectroscópico**.

#### 4.3.3 Binários eclipsantes

Pode acontecer que o plano orbital de um sistema binário esteja exatamente sobre a nossa linha de visão. Nesse caso podemos observar eclipses parciais ou totais quando uma das estrelas do par passa em frente da outra. Isto é válido tanto para o caso dos binários visuais como para o caso dos binários espectroscópicos.

Quando uma estrela passa em frente da outra o brilho do sistema decresce. A curva de luz diz-nos se o eclipse foi total ou parcial. O estudo da curva de luz e duração do eclipse (ver Figura 55) pode revelar muita informação sobre as estrelas do sistema: tamanho das estrelas, raios das órbitas, forças de maré de uma estrela sobre a outra e respetivas atmosferas.

#### 4.3.4 Binários Próximos

A distância de separação entre as estrelas de um sistema binário pode ser mais ou menos acentuada. Quando a separação é grande a evolução das estrelas segue o seu curso normal. Por exemplo, uma estrela da sequência principal atinge a sua fase de gigante vermelha

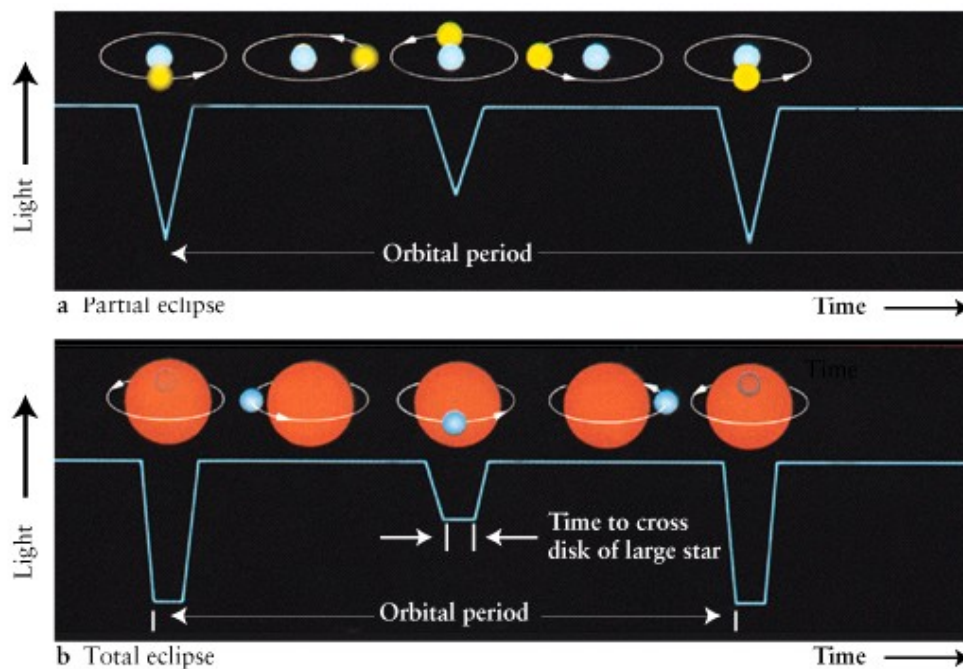


Figura 55: Curvas de luz num sistema binário eclipsante: (a) eclipse parcial – a curva de luz atinge um mínimo mas logo de seguida começa de novo a subir; (b) eclipse total – a curva de luz atinge um mínimo e permanece durante algum tempo nesse estado [1].

sem afetar a sua companheira.

O mesmo já não se pode dizer quando a distância entre as estrelas é relativamente pequena. Neste caso dizemos que temos um **binário próximo**. Quando uma das estrelas atinge a sua fase de gigante vermelha pode ocorrer, por exemplo, transferência de matéria entre esta e a outra componente do par.

Cada uma das estrelas exerce o domínio gravitacional à sua volta dentro de uma região designada por **Lóbulo de Roche**: esta região define uma superfície equipotencial de densidade constante e pressão constantes. O lóbulo de Roche será tanto maior quanto maior for a massa da estrela. O ponto de contato entre os dois lóbulos é um dos chamados pontos de Lagrange. É através desse ponto que pode ocorrer a transferência de massa entre as duas estrelas (ver Figura 56).

Os binários próximos são usualmente classificados em quatro tipos:

- **Destacado** - nenhuma das estrelas enche completamente o seu lóbulo de Roche. Neste caso não temos transferência de massa.
- **Semi-destacado** - apenas uma das estrelas enche o lóbulo de Roche, podendo ocorrer ou não transferência de massa dessa estrela para a outra (Figuras 57 e 58).
- **Binário de contacto** - ambas as estrelas enchem o respetivo lóbulo de Roche sem o saturar (caso pouco provável).



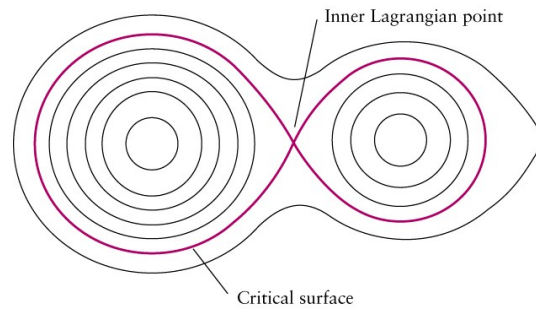


Figura 56: Superfícies equipotenciais num sistema binário mostrando os lóbulos de Roche e o ponto de Lagrange  $L_1$  através do qual pode ocorrer transferência de massa [1].

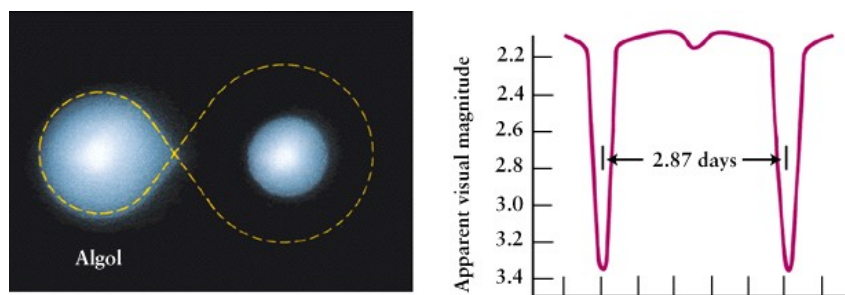


Figura 57: Algol é o exemplo de um sistema binário semi-destacado. Uma das estrelas enche completamente o seu lóbulo de Roche. No caso de Algol não se observa transferência de massa entre as duas estrelas [1].

- **Binário de contacto saturado** - ambas as estrelas saturam o respetivo lóbulo de Roche acabando, assim, por partilhar uma mesma atmosfera exterior. A transferência de massa entre as duas estrelas pode continuar mesmo nesta situação (Figura 59).

**Algol** (beta Perseus) foi o primeiro binário próximo semi-destacado a ser identificado como tal (Figura 57). Trata-se também de um binário eclipsante. Note-se que consoante a orientação do plano orbital, um binário próximo pode ser visto também como um binário eclipsante (Secção 4.3.3).

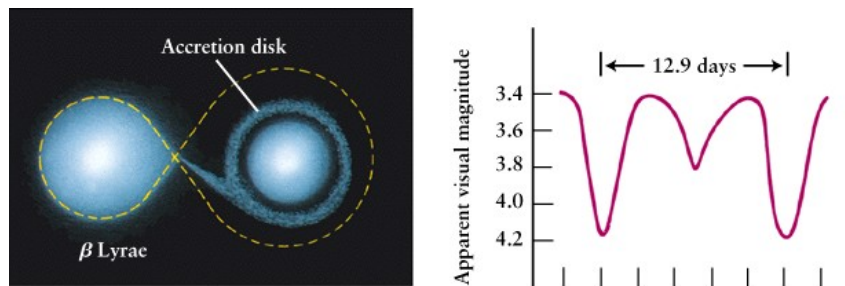


Figura 58:  $\beta$ -Lyra é um exemplo de um binário próximo semi-destacado onde ocorre transferência de massa [1].



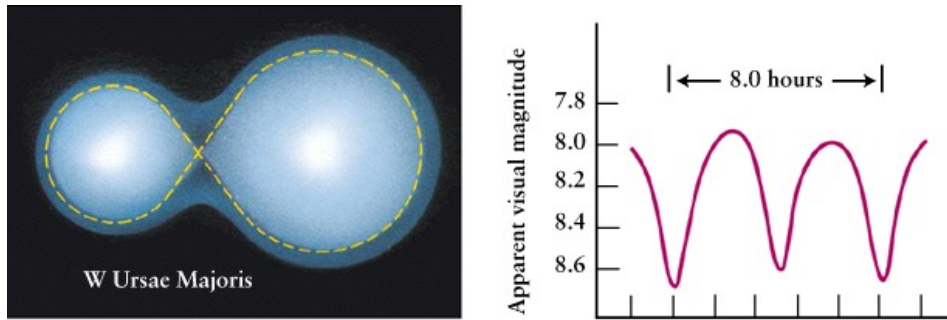


Figura 59: O sistema Binário W UMa serve como exemplo de um binário de contacto saturado. As duas estrelas partilham as altas camadas das suas atmosferas [1].

#### 4.3.5 Sistemas binários com anãs brancas

Consideremos um sistema binário próximo no qual uma das estrelas é uma anã branca (isto é, uma estrela que já passou pela fase de gigante vermelha) e a outra estrela pertence à Sequência Principal. Quando esta última estrela atingir a fase de gigante vermelha, enchendo todo o seu lóbulo de Roche, estão reunidas as condições para que ocorra transferência de matéria para a anã branca formando-se um **disco de agregação de matéria** em torno desta última.

Se a transferência de matéria for gradual e controlada então podem ocorrer, ocasionalmente, explosões termonucleares na superfície da anã branca sem a destruir. Estas explosões têm uma luminosidade característica da ordem das  $10^5 L_{\odot}$  e designam-se por **No-vas**. Se o processo se repetir várias vezes (a intervalos de alguns anos) então temos uma **Nova Recorrente**. A variação em magnitude aparente pode, nalguns casos, ser de várias ordens de grandeza.

Se a transferência de massa for tal que a massa da anã branca supere o *limite de Chandrasekhar* ( $1.4M_{\odot}$ ) então a estrela já não consegue sustentar o equilíbrio e colapsa (ver Secção 4.2.4). A sua temperatura interior aumenta levando à fusão nuclear do carbono num processo designado por **detonação do carbono**. A anã branca acaba por ser completamente destruída numa explosão que designamos por **supernova do tipo Ia**.

As supernovas do tipo Ia podem observar-se a grandes distâncias. Dado que a sua luminosidade é bem conhecida, estas funcionam como excelentes **velas padrão** na determinação de distâncias a galáxias longínquas.

### 4.4 Exoplanetas

Desde há muito tempo que sabemos que pelo menos num ponto do Universo se formou um sistema planetário em torno de uma estrela. Falamos naturalmente do Sol e do Sistema Solar. Conhecemos o nosso sistema planetário e temos algumas ideias acerca da sua formação e do que poderá ser a sua evolução.

A descoberta de planetas em torno de outras estrelas, designados por **exoplanetas**,

reveste-se de grande importância:

1. porque ficaríamos a saber que o nosso sistema não era único
2. porque havendo outros sistemas planetários podem existir planetas semelhantes à Terra capazes de albergar vida
3. porque poderíamos testar as nossas teorias sobre a formação de sistemas planetários (para além do Sistema Solar).

Os planetas são objetos muito menos brilhantes do que as estrelas e, por isso, descobrir um planeta orbitando uma estrela a vários anos luz de distância foi uma tarefa que foi sucessivamente adiada ao longo dos anos. A observação direta afigura-se muito difícil pois as estrelas são muito mais brilhantes do que os planetas que eventualmente existam à sua volta. No caso do Sistema Solar, por exemplo, temos que o Sol é cerca de  $10^9$  vezes mais brilhante do que Júpiter e  $10^{10}$  mais brilhante do que a Terra.

A solução passa pela utilização de técnicas de observação indireta (nalguns semelhantes às utilizadas na deteção de sistemas binários de estrelas) as quais tiveram desenvolvimentos notáveis nos últimos anos. Assim detetaram-se nos últimos anos centenas de exoplanetas. Embora estes sejam, na maioria, planetas gigantes (semelhantes a Júpiter) existem também alguns de dimensões comparáveis à Terra.

De acordo com o *NASA Exoplanet Archive* estavam identificados em janeiro de 2019 um total de 3872 exoplanetas [13].

## 4.5 Estrelas variáveis

Algumas estrelas apresentam variações (regulares ou não) no respectivo brilho. Essas variações podem resultar de pulsações ao nível da atmosfera da estrela (em particular no caso das estrelas gigantes). Muitas estrelas variáveis estão também associadas a sistemas binários. Se as estrelas de um sistema binário (ou de maior multiplicidade) estiverem bastante afastadas então exibem comportamentos muito semelhantes aos das estrelas individuais do mesmo tipo. Se, por outro lado, a distância entre as duas estrelas for pequena então podemos ter efeitos conjugados bastante interessantes no sentido em que diferem bastante do que teriam as estrelas consideradas individualmente.

### 4.5.1 Variáveis do tipo Algol

Consistem em sistemas binários próximos do tipo semi-destacado (ver Secção 4.3.4) cujas componentes situam-se muito próximas uma da outra de tal forma que nem os telescópios mais potentes as conseguem separar (na imagem aparecem sempre como se fossem uma única estrela). A variação de brilho do sistema ocorre quando uma das estrelas eclipsa a outra (Figura 57).

A designação de Algol indica o primeiro sistema do tipo a ser identificado: a estrela Algol. Este sistema binário é composto por uma estrela de  $3.7M_{\odot}$  e uma de  $0.8M_{\odot}$ . O brilho é

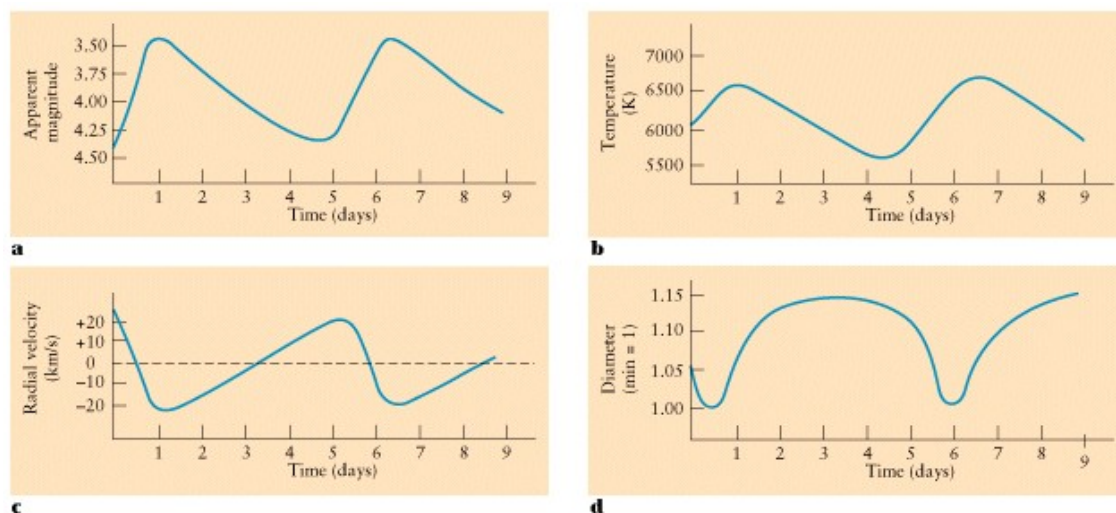


Figura 60: Variação de alguns parâmetros para a estrela  $\delta$  Cef [1].

máximo durante cerca de 2.87 dias apresentando depois um decréscimo durante cerca de 10h (duração do eclipse).

Estrelas com comportamento semelhante são designadas por **variáveis do tipo Algol**. Estes binários são compostos por uma estrela da sequência principal e uma subgigante, ou seja, uma estrela que começa a abandonar a fase da sequência principal. Nalguns sistemas do tipo Algol é possível observar, em determinados comprimentos de onda, o fluxo de matéria entre as duas estrelas.

O período dos eclipses, embora variável, é da ordem de um dia. Isto significa que as estrelas estão de facto bastante próximas uma da outra. Os eclipses ocorrem em duas situações: i) quando a estrela menos brilhante passa em frente da mais brilhante e ii) quando a estrela mais brilhante passa em frente da menos brilhante. Neste segundo caso os eclipses são muito menos perceptíveis (Figura 57).

#### 4.5.2 Variáveis do tipo Cefeide

As **cefeides** são estrelas variáveis que apresentam uma **relação entre o período de pulsação e a respetiva magnitude absoluta**. As mais brilhantes (em termos absolutos) têm períodos maiores. Os períodos ocorrem a intervalos bem definidos que podem ir desde horas a dias consoante a estrela.

Podemos utilizar esta propriedade das estrelas do tipo Cefeide para determinar as respetivas distâncias. Para além disso as estrelas do tipo Cefeide são muito brilhantes pelo que podem ser vistas a grandes distâncias (ver Secção 4.6).

As variáveis do tipo Cefeide são designadas assim pois a primeira estrela deste tipo a ser identificada foi  $\delta$  Cefeu. Observou-se que o brilho desta estrela aumenta cerca de 2.3 vezes em intervalos de 5.4 dias (ver Figura 60).

Este tipo de estrela fica na metade superior do diagrama HR, do lado direito. Depois de

começar a fusão do hélio no núcleo as estrelas são, regra geral, instáveis e pulsam. Existe mesmo no diagrama HR uma zona chamada **faixa de instabilidade**. As cefeídes ficam nessa faixa (ver Figura 61).

#### 4.5.3 Variáveis do tipo Mira

As variáveis do tipo Mira são gigantes vermelhas em fase terminal. Estas estrelas perdem massa a bom ritmo. Nesta fase elas ora expandem-se ora contraem-se por períodos que podem ir de poucos meses a mais de um ano. Em consequência disso podem apresentar grandes variações no respetivo brilho. São o tipo mais numeroso de estrelas pulsantes e o que apresenta variações mais acentuadas de brilho.

Todas as estrelas do tipo Mira são gigantes vermelhas com cerca de  $1M_{\odot}$ . Estas estrelas queimam hélio em torno do núcleo. As camadas exteriores são empurradas para fora, até um certo ponto, devido à pressão da radiação. Depois a gravidade encarrega-se de contrair um pouco a estrela. A zona nuclear aquece e o ciclo repete-se (enquanto existir hélio para queimar).

A estrela **Mira** (a primeira do tipo a ser identificada) apresenta variações de magnitude aparente entre 2.0 e 10.1 a cada 332 dias em média (com um erro de mais ou menos 20 dias). Durante cerca de 18 semanas Mira é visível a olho nu. Nesta fase a sua luminosidade atinge  $700L_{\odot}$  e o raio  $500R_{\odot}$ .

#### 4.5.4 Variáveis do tipo RR Lyrae

AS variáveis do tipo **RR Lyrae** são estrelas velhas que já consumiram todo o hidrogénio disponível estando nesta fase a queimar hélio. Como a fusão nuclear do hélio é menos intensa que a do hidrogénio, já não é possível atingir nesta fase o equilíbrio hidrostático verificado na fase de Sequência Principal. É esta falta de equilíbrio o responsável pelas pulsações.

As camadas exteriores são empurradas para fora, até um certo ponto, devido à pressão da radiação. Durante esta expansão a estrela arrefece. Depois a gravidade encarrega-se de contrair um pouco a estrela de volta ao ponto de partida aquecendo novamente a zona central e dando um novo fulgor às reações de fusão nuclear do hélio. Depois o ciclo repete-se. Assim, as RR Lyrae caracterizam-se por conseguirem ficar nesta fase durante muito tempo. O fato de os períodos de pulsação serem pequenos (algumas horas) é um indicador de que as RR Lyrae são estrelas relativamente pequenas e compactas.

Todas as RR Lyrae têm aproximadamente a mesma magnitude absoluta pelo que são um bom indicador para o cálculo de distâncias que podem ir até 2 milhões de anos luz (ver Secção 4.6). As RR Lyrae encontram-se sobretudo em enxames fechados, ao contrário das Cefeídes que se encontram sobre o disco da galáxia.

A Figura 61 mostra num diagrama HR a localização das variáveis dos tipos Mira, Cefeídes e RR Lyrae.

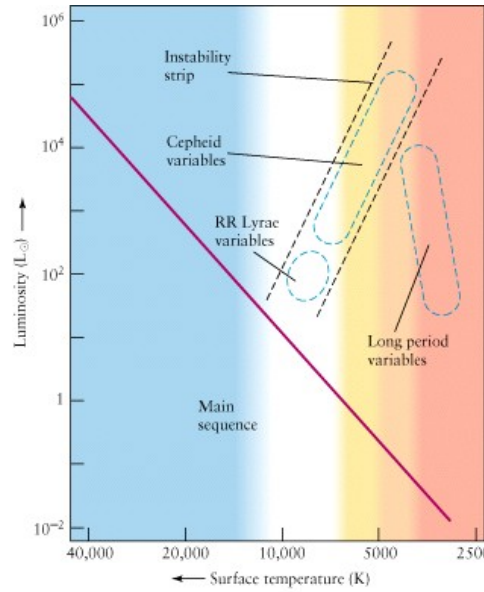


Figura 61: Estrelas variáveis no diagrama HR: assinaladas estão a **faixa de instabilidade** onde se situam as estrelas do tipo Cefeide, o nicho das RR Lyrae e a faixa das variáveis de período longo onde se incluem as estrelas variáveis do tipo Mira [1].

## 4.6 Distância das estrelas

As ondas eletromagnéticas (nas quais se incluem, por exemplo, as ondas de rádio e a luz visível) deslocam-se no espaço vazio à velocidade da luz:  $c = 3 \times 10^8$  m/s. Um raio de luz percorre a distância entre a Terra e o Sol em aproximadamente:

$$\Delta t = \frac{1.5 \times 10^{11} \text{ m}}{3 \times 10^8 \text{ m/s}} = 500 \text{ s} \approx 8 \text{ minutos}$$

Isto significa que quando observamos o Sol, não o estamos a ver como ele é naquele exato momento mas sim, como ele era cerca de oito minutos antes.

Quando em julho de 2015 a sonda New Horizons passou por Plutão os dados então enviados para a Terra demoraram próximo de 4h25m a percorrer os cerca de  $4.75 \times 10^{12}$  m que nos separavam daquele planeta anão. Podemos afirmar que Plutão fica a cerca de 5 horas luz de distância.

As estrelas que observamos no céu noturno ficam muito mais distantes. Por exemplo, a estrela anã vermelha **Próxima Centauri**, por sinal a mais próxima do Sol, está à distância de  $4.0 \times 10^{16}$  m. O tempo que a luz demora a percorrer esta distância é dado por:

$$\Delta t = \frac{4.0 \times 10^{16} \text{ m}}{3 \times 10^8 \text{ m/s}} \approx 1.33 \times 10^8 \text{ s}$$

Atendendo a que a uma hora correspondem 3600s e que a um dia correspondem 24h temos que  $1.33 \times 10^8$  s correspondem a aproximadamente 1539 dias o que por sua vez equivale

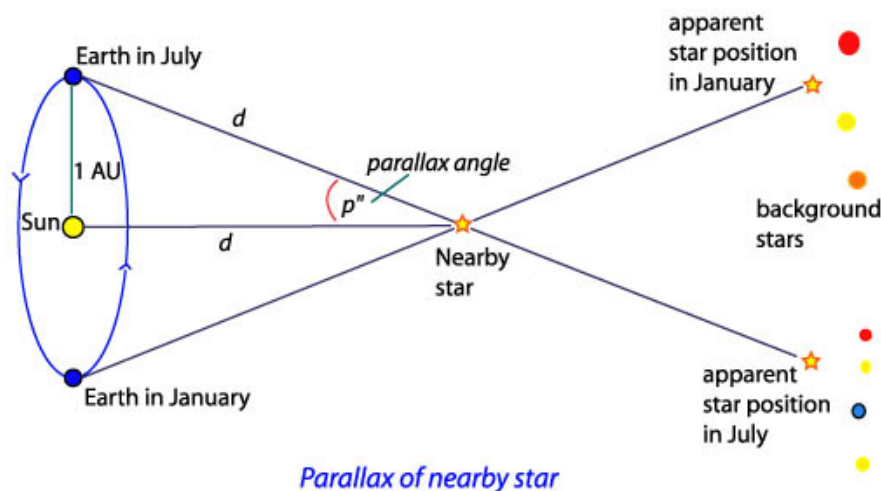


Figura 62: Medição da distância a uma estrela pelo método da paralaxe (ver texto para mais detalhes).

a 4.2 anos. Isto significa que a luz emitida pela estrela Próxima Centauri, num dado momento, demora à volta de 4.2 anos a fazer o trajeto entre essa estrela e um observador na Terra. Dizemos então que a distância para Próxima Centauri é de 4.2 anos luz (a.l.).

Todas as outras estrelas que observamos no céu noturno estão ainda mais distantes. Por exemplo, Sírius, a estrela mais brilhante no céu noturno, está à distância de 8.6 a.l. e a gigante vermelha Antares a 620 a.l. Na Tabela 3 são indicados mais alguns exemplos de distâncias, neste caso, para um conjunto de estrelas da constelação do Cisne.

O **método da paralaxe** permite medir diretamente a distância a uma estrela [14]. Este método assenta na comparação de duas imagens da estrela obtidas com seis meses de intervalo. Como consequência do movimento de translação da Terra a estrela alvo aparece em posições diferentes (em relação às estrelas de fundo) em cada uma das imagens (Figura 62). Este deslocamento aparente pode ser expresso através de um ângulo ( $p$ ) que designamos por **ângulo de paralaxe**. A distância ( $d$ ) à estrela é então dada por:

$$d = \frac{1 \text{ UA}}{\tan p} = \frac{1.5 \times 10^1 \text{ m}}{\tan p} \quad (13)$$

O ângulo de paralaxe de uma estrela tem um valor bastante pequeno. No caso de Próxima Centauri é  $p = 0.00021^\circ = 0.7685''$ <sup>6</sup>. O ângulo de paralaxe será tão mais pequeno quanto mais distante estiver a estrela pelo que não é tecnicamente possível medir distâncias superiores a 2000 a.l. recorrendo ao método da paralaxe.

As estrelas variáveis do tipo Cefeide (ver Secção 4.5.2) apresentam uma relação linear entre a sua luminosidade e respetivo período de variação (Figura 63). A partir da observação direta de uma estrela variável do tipo Cefeide podemos medir o seu brilho aparente ( $b$ ) e o seu período de variação. A partir deste último obtemos a luminosidade ( $L$ ) da estrela (ver Figura 63). Com os valores de  $b$  e de  $L$  é então possível determinar a distância da

<sup>6</sup>Um ângulo de amplitude  $1^\circ$  divide-se em 60 minutos de arco ( $1^\circ = 60'$ ) e um minuto de arco por sua vez divide-se em 60 segundos de arco ( $1' = 60''$ ). Assim temos que  $1^\circ = 3600''$ .

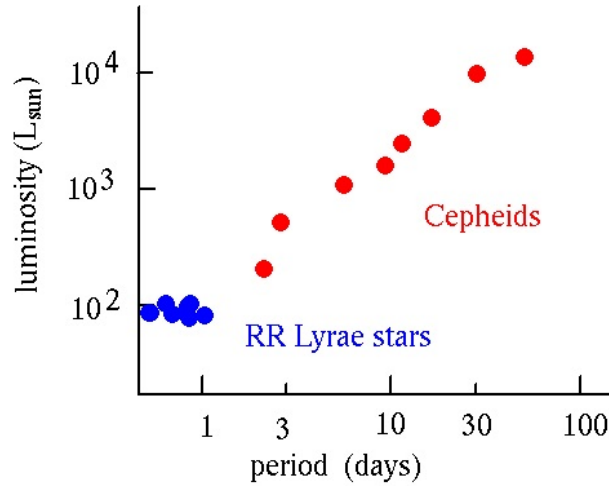


Figura 63: Relação entre luminosidade e período em estrelas variáveis do tipo Cefeide e RR Lyrae (G. Smith, UCSD).

estrela (ver Secção 4.1.2; equação 8). De forma semelhante, também podemos recorrer às estrelas variáveis do tipo RR Lyrae (ver Secção 4.5.4) para determinar distâncias. Em ambos os casos é possível determinar distâncias muito superiores às permitidas pelo método da paralaxe (no caso das Cefeides é possível determinar distâncias até a ordem dos 100 milhões de anos luz).

Uma supernova do tipo Ia (ver Secção 4.3.5) tem uma luminosidade característica próxima de  $L = 5 \times 10^8 L_{\odot}$ . Se medirmos o respetivo brilho aparente ( $b$ ) é então possível, recorrendo à equação (8), determinar a respetiva distância. Este método permite determinar distâncias que podem ascender aos 3000 milhões de anos luz.

## 4.7 O que é uma constelação

Na Astronomia atual uma constelação é uma área definida artificialmente (e aceite internacionalmente) sobre a esfera celeste. Estas áreas agrupam-se geralmente em torno de conjuntos de estrelas brilhantes. De notar que uma constelação não é apenas uma figura (ligando estrelas brilhantes) mas sim toda uma zona sobre a esfera celeste. A União Astronómica Internacional (IAU) reconhece atualmente **88 constelações**. Na Figura 64 está representada, como exemplo, a constelação do Cisne.

Ao olharmos para o céu não temos a noção de profundidade. Contudo, os objetos que podemos observar numa determinada constelação estão, regra geral, a distâncias muito variadas pelo que, em geral, não existe qualquer relação física entre eles. Na Tabela 3 estão identificados alguns dos objetos celestes que se podem encontrar na constelação do Cisne (Figura 64) bem como as respetivas distâncias a que se encontram.

Embora todas as estrelas, dentro de uma determinada constelação, tenham o seu **movimento próprio** (ver Secção 5.4) elas estão de tal forma distantes que o desenho da constelação só é alterado de forma perceptível decorridos milhares de anos. Na Figura 65



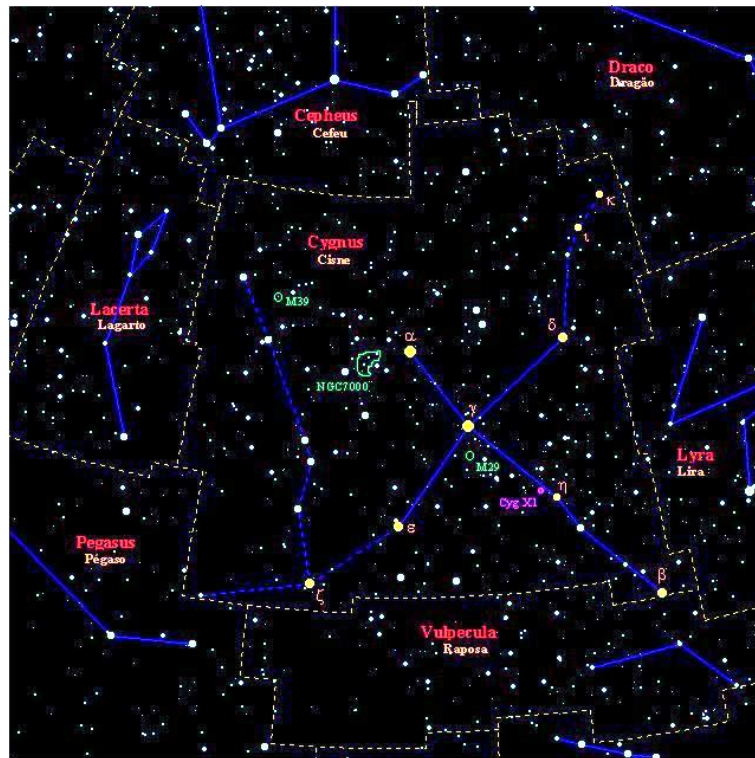


Figura 64: A constelação de Cisne (Cygnus) e algumas das suas principais estrelas e objectos de céu profundo [15].

Tabela 3: Alguns dos objetos celestes que se podem encontrar na constelação do Cisne – ver também Figura 64.

| Designação             | Tipo                    | Distância (anos luz) |
|------------------------|-------------------------|----------------------|
| Deneb ( $\alpha$ Cyg)  | estrela                 | 1550                 |
| Sadr ( $\gamma$ Cyg)   | estrela                 | 1523                 |
| Albireo ( $\beta$ Cyg) | estrela                 | 385                  |
| $\epsilon$ Cyg         | estrela                 | 72                   |
| $\eta$ Cyg             | estrela                 | 139                  |
| $\delta$ Cyg           | estrela                 | 171                  |
| M29                    | enxame aberto           | 4000                 |
| M39                    | enxame aberto           | 950                  |
| NGC7000                | nebulosa                | 1500                 |
| Cyg X1                 | (possível) buraco negro | 6100                 |

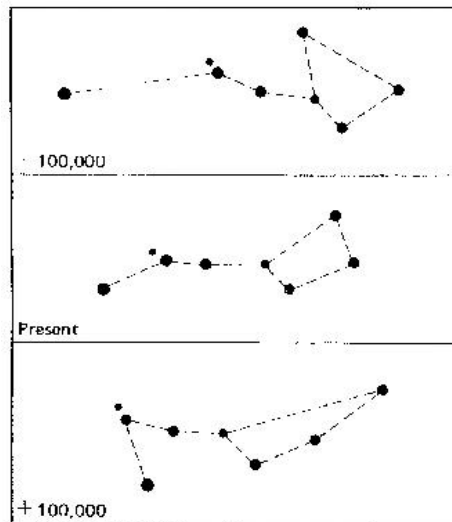


Figura 65: No centro temos a imagem da constelação da Ursa Maior como a podemos observar no presente. No topo temos a configuração da mesma constelação como podia ser observada há 100 000 anos. Em baixo temos qual será a sua configuração daqui por 100 000 anos (University of Durham).

mostra-se a evolução do aspeto da constelação da Ursa Maior (estrelas mais brilhantes apenas) a intervalos de 100 000 anos.

## 5 Movimentos reais e aparentes dos astros

### 5.1 Movimento aparente das estrelas ao longo de uma noite

A aparência do céu muda ao longo da noite. Devido ao movimento de rotação da Terra, à medida que vai passando a noite, temos a sensação de que a esfera celeste roda como um todo em torno da Terra. Pela mesma razão, durante o dia vemos o Sol nascer, subir no horizonte e desaparecer do outro lado ao fim da tarde. Estes movimentos aparentes são uma consequência direta do movimento de rotação da Terra (ver Figura 66).

Um observador situado no Hemisfério Norte verifica que o céu roda durante a noite em redor da **estrela polar**. A estrela polar fica aproximadamente fixa pois a sua direção é muito próxima da direção definida pelo eixo de rotação da Terra. O ângulo de elevação da estrela polar em relação ao horizonte é igual à latitude geográfica do local.

No caso da Madeira (Funchal), por exemplo, a estrela polar apresenta-se cerca de  $32.6^\circ$  acima do horizonte. Todas as estrelas que estejam a menos de  $32.6^\circ$  da estrela polar estão sempre acima do horizonte durante todo o dia (24h) para um observador situado na Madeira. Estas estrelas designam-se por **estrelas circumpolares**.

Da mesma forma existe uma porção da Esfera Celeste localizada no lado oposto (num raio de  $32.6^\circ$  em torno do Polo Sul Celeste) cujas estrelas nunca se conseguem ver da Madeira. As estrelas que estão na região situada entre estes dois extremos surgem no horizonte no lado nascente, sobem até uma certa altura máxima no céu e, mais tarde, desaparecem no lado poente. Quando a estrela atinge o ponto de altura máxima dizemos que está em **trânsito** (Figura 67).

### 5.2 Movimento aparente das estrelas ao longo do ano

Se a Terra não tivesse movimento de translação, de noite para noite, à mesma hora veríamos a esfera celeste exatamente da mesma forma. No entanto, como o movimento de translação existe, em dias consecutivos à mesma hora da noite o que vemos é uma esfera celeste ligeiramente adiantada em relação à do dia anterior. Esse adiantamento corresponde a cerca de 4 minutos. Depois da Terra dar uma volta completa em torno do Sol, ou seja, um ano depois, volta tudo ao início (Figura 68).

### 5.3 A Estrela Polar e o eixo de rotação da Terra

O eixo de rotação da Terra não mantém sempre a mesma orientação. Ele executa o chamado **movimento de precessão** (como o eixo de um pião a rodar) completando um ciclo a cada 26000 anos. Este movimento resulta de uma ação conjugada entre a Lua e o Sol (Figura 69).

Neste momento o eixo de rotação da Terra aponta numa direção que dista  $1^\circ$  da estrela polar. Há 5000 anos a estrela que estava mais próximo do Polo Norte Celeste (PNC) era

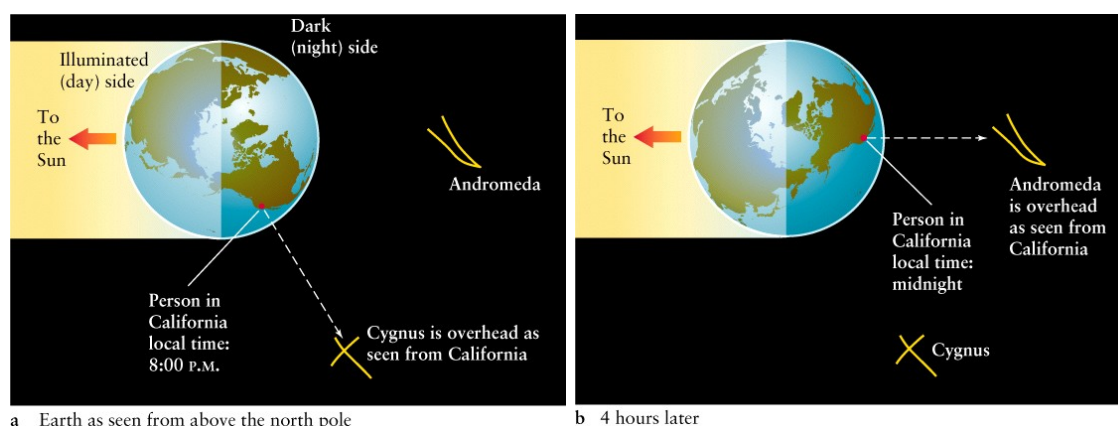


Figura 66: Na situação retratada na imagem (a) o observador verifica que tem por cima de si ao cair da noite a constelação de Cisne e que a constelação de Andrómeda começa a subir no horizonte leste. Na mesma noite, cerca de quatro horas mais tarde (b), o mesmo observador constata que a constelação de Andrómeda está no ponto mais alto do céu ao mesmo tempo que Cisne vai descendo no horizonte do lado oeste [1].

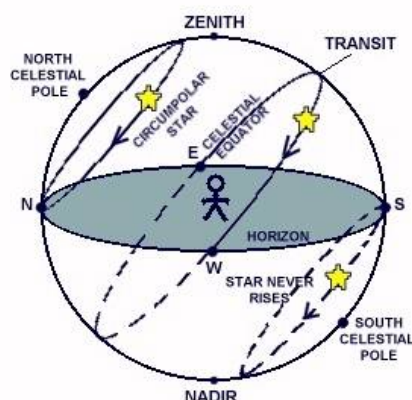


Figura 67: A dinâmica da Esfera Celeste para um observador situado no Hemisfério Norte numa latitude semelhante à da Madeira. A estrela polar está sempre visível ( $32.6^\circ$ ) acima do horizonte bem como todas as estrelas que se situem a menos de  $32.6^\circ$  do Polo Norte Celeste (estrelas circumpolares). Por sua vez as estrelas que se situem a menos de  $32.6^\circ$  do Polo Sul Celeste estão sempre abaixo do horizonte (ver texto para mais detalhes) (Columbia University).

**Thuban** na constelação do Dragão. Daqui por 12 000 anos será **Vega** na constelação de Lyra (Figura 70).

## 5.4 Movimento próprio das estrelas

As estrelas parecem fixas nas suas posições dada a grande distância a que se encontram (ver Secção 4.6). O único movimento que parecem ter é o movimento aparente em consequência da rotação e translação da Terra (ver Secções 5.1 e 5.2). No entanto, as estrelas têm também movimentos próprios. Na Figura 65 mostra-se, a título de exemplo, a evolução do aspeto da constelação da Ursa Maior (estrelas mais brilhantes apenas) a

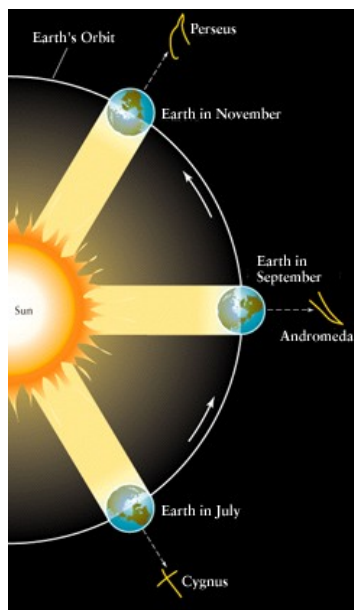


Figura 68: No mês de julho a meio da noite um observador (situado no Hemisfério Norte) observa bem alto no céu a constelação de Cisne. A constelação de Andrômeda começa a subir no horizonte do lado leste e a constelação de Perseu não está visível. No mês de setembro, à mesma hora da noite, o mesmo observador constata que agora tem a constelação de Andrômeda bem alta no céu ao passo que a constelação de Cisne está a descer no horizonte do lado poente e a constelação de Perseu já aparece no lado nascente. No mês de novembro, à mesma hora da noite, o mesmo observador constata que agora é a constelação de Perseu que se apresenta bem alta no céu, com a constelação de Andrômeda a descer do lado poente onde já não consegue ver a constelação de Cisne [1].

intervalos de 100 000 anos.

A velocidade de uma estrela em relação ao Sol pode decompor-se em duas componentes: velocidade radial ( $v_r$ ) e velocidade tangencial ( $v_t$ ), como se mostra na Figura 71, de tal forma que:

$$v^2 = v_r^2 + v_t^2 \quad (14)$$

Regra geral, a componente radial da velocidade é fácil de medir. Desde que a estrela seja suficientemente brilhante a partir do desvio das suas riscas espectrais conseguimos determinar se ela está a se aproximar ou a afastar-se de nós e com que velocidade.

A componente tangencial da velocidade não é tão fácil de medir. Em primeiro lugar é preciso conhecer a distância a que está a estrela e depois é preciso medir o seu movimento próprio (expresso em arcos de segundo por ano). Para estrelas não muito distantes este valor pode até ser grande. No caso de estrelas mais distantes o valor pode obter-se caso existam medições feitas com várias décadas de intervalo.

## 5.5 Movimento do Sol ao longo do ano

Durante um ano a Terra dá uma volta completa em torno do Sol. Como consequência disso, para um observador na Terra, o Sol aparenta mover-se em relação ao fundo de

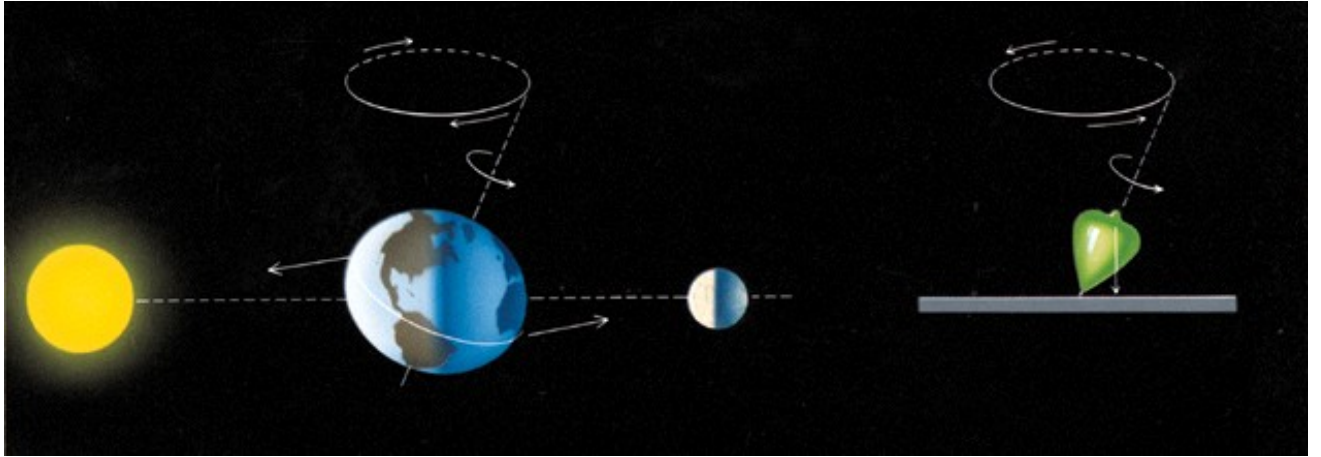


Figura 69: Movimento de precessão do eixo de rotação da Terra [1].



Figura 70: Alteração do Polo Norte Celeste (PNC) devido ao movimento de precessão da Terra [1].

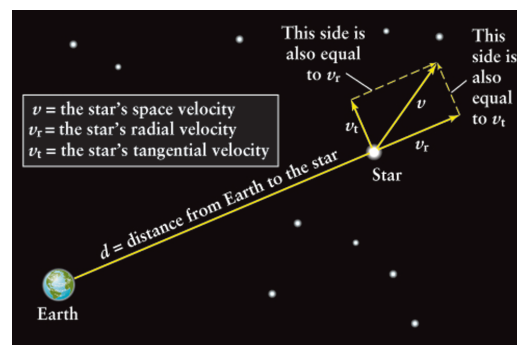


Figura 71: As componentes radial e tangencial da velocidade própria de uma estrela [1].

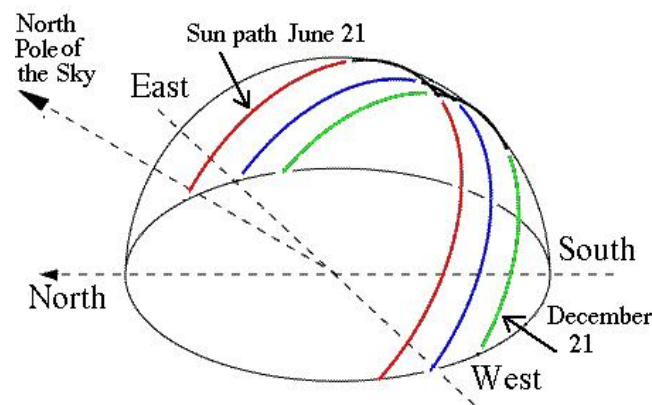


Figura 72: Movimento aparente do Sol ao longo do ano para um observador situado no Hemisfério Norte (NASA).

estrelas. Como um ano são cerca de 365 dias e uma volta completa correspondem a  $360^\circ$  temos que o movimento do Sol é de cerca de  $1^\circ$  por dia. Por definição o plano orbital da Terra designa-se por **plano da eclíptica**. Assim o movimento do Sol ao longo da Esfera Celeste ocorre também sobre o **plano da eclíptica** (Figura 72).

O **Equador Celeste** obtém-se prolongando o equador terrestre. Se o eixo de rotação da Terra não estivesse inclinado então o movimento anual do Sol seria sempre sobre o Equador Celeste. Devido à inclinação de  $23.4^\circ$  no eixo de rotação da Terra, durante o verão, para um observador situado no Hemisfério Norte, o Sol sobe até um máximo de  $23.4^\circ$  acima do Equador Celeste. Esse máximo corresponde ao **solstício de verão**. No inverno acontece o contrário: o Sol desce até  $23.4^\circ$  abaixo da linha do Equador Celeste. Nesse ponto temos o **solstício de inverno**.

Consideremos o Sol no solstício de verão, isto é, no seu ponto mais alto em relação ao Equador Celeste (ainda para um observador situado no Hemisfério Norte). Com o passar dos dias o Sol vai descrevendo círculos cada vez mais baixos (os dias vão ficando cada vez mais pequenos). Haverá um ponto em que o Sol cruza a linha do Equador Celeste: trata-se do **equinócio de primavera** caracterizado por termos o dia igual à noite. Depois o Sol continua a descer até atingir os  $23.4^\circ$  abaixo do Equador Celeste. Temos o solstício de inverno (dia mais pequeno do ano). A partir deste ponto o Sol começa a subir e os dias tornam-se cada vez maiores. Haverá um ponto em que o Sol cruza a linha do Equador Celeste: trata-se agora do **equinócio de outono**. O Sol continua a subir até atingir de novo o solstício de verão.

## 5.6 Movimento aparente dos planetas

### 5.6.1 O modelo Geocêntrico

O Modelo geocêntrico coloca a **Terra no centro do Universo**. A esfera celeste com todas as suas estrelas era considerada imutável e rodava como um todo em torno da Terra uma vez por dia. Um dos maiores problemas de qualquer modelo do Universo, incluindo



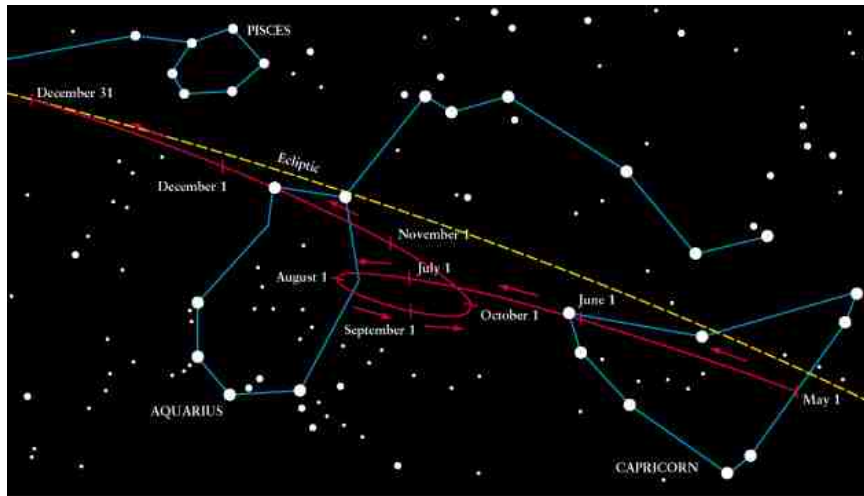


Figura 73: Movimento seguido pelo planeta Marte em relação ao fundo de estrelas. A dada altura o planeta parece recuar para depois então continuar a avançar [1].

o geocêntrico, era o de explicar devidamente o movimento das chamadas estrelas errantes (que hoje sabemos serem os planetas). O Sol e a Lua deslocam-se ao longo do tempo de forma uniforme sob a esfera celeste não levantando qualquer problema ao modelo. Os planetas não apresentam esse comportamento uniforme, uma vez que, por vezes eles invertem o sentido do seu movimento (ver Figura 73).

Para contornar esta questão Ptolomeu desenvolveu um modelo no qual os planetas descreviam **epiciclos** cujo centro, chamado **deferente**, se deslocava numa órbita circular em torno da Terra (Figura 74). Isto permitia, de facto, explicar o movimento retrógrado dos planetas.

Ptolomeu compilou o seu modelo em 13 volumes: **Almagest**. O modelo permitia determinar as posições do Sol, Lua e planetas com um rigor sem precedentes até então e, por isso, mesmo, esteve em vigor mais de 1000 anos. O grande problema com este modelo era o facto de tratar todos os planetas de forma independente.

### 5.6.2 O modelo Heliocêntrico

O modelo heliocêntrico de Copérnico colocava o **Sol no centro** e permitia explicar o movimento dos planetas de uma forma mais simples que o modelo Geocêntrico. Em particular, o modelo Heliocêntrico permitia explicar o movimento retrógrado dos planetas e tratava todos eles da mesma forma (Figura 75).

O modelo de Copérnico era mais simples que o de Ptolomeu mas não fazia previsões mais rigorosas ou outro tipo de previsões. Era apenas mais simples e não havia, na altura, qualquer outra razão para escolher entre um e outro.

A 11 de novembro de 1572 uma estrela bastante brilhante apareceu na constelação de Cassiopeia tendo acabado por desvanecer e desaparecer completamente cerca de 18 meses depois (hoje sabemos que se tratou da explosão de uma nova - ver Secção 4.3.5). Foi o

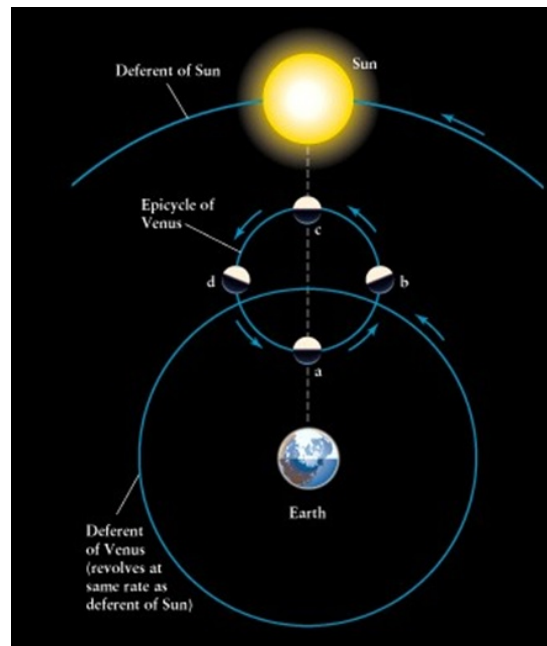


Figura 74: O modelo geocêntrico de Ptolomeu com a Terra ao centro e os epiciclos associados à órbita do planeta Vénus [1].

primeiro indício de que a esfera celeste não era imutável como até então se pensava.

Tycho Brahe tentou medir a paralaxe de diversas estrelas. Havendo paralaxe significava que era a Terra que andava em torno do Sol e não o contrário. Como não conseguiu medir (pois como sabemos hoje os ângulos de paralaxe estelar são extremamente pequenos - ver Secção 4.6) concluiu que talvez o modelo heliocêntrico não fosse o melhor.

Galileu Galilei foi o primeiro a apontar um telescópio para o céu (1610) tendo feitos várias descobertas. Uma das mais importantes foi a da existência de fases em Vénus semelhantes às que observamos na Lua. No sistema de Ptolomeu Vénus não poderia exibir algumas dessas fases dado estar sempre mais próximo da Terra do que o Sol.

Outra importante descoberta de Galileu foi a das quatro maiores luas de Júpiter (atualmente designadas por satélites Galileanos - Ver Secção 2.2.5). Essas luas andavam em torno de Júpiter e não em torno da Terra. Júpiter era, assim, uma espécie de sistema heliocêntrico em miniatura.

Newton mostrou que as Leis de Kepler (ver Secção 3.3) não são de natureza empírica mas sim uma consequência direta das Leis fundamentais da Física. As Leis de Newton aplicam-se a objetos tanto na Terra como nos céus. Halley utilizou a mecânica Newtoniana para prever de forma correta a próxima passagem do cometa que viria a ser batizado com o seu nome. O planeta Neptuno foi descoberto aplicando a mecânica Newtoniana na interpretação das perturbações verificadas na órbita do planeta Urano.

Como consequência destas e outras situações o modelo geocêntrico acabou por ser abandonado, passando então a utilizar-se o modelo heliocêntrico.

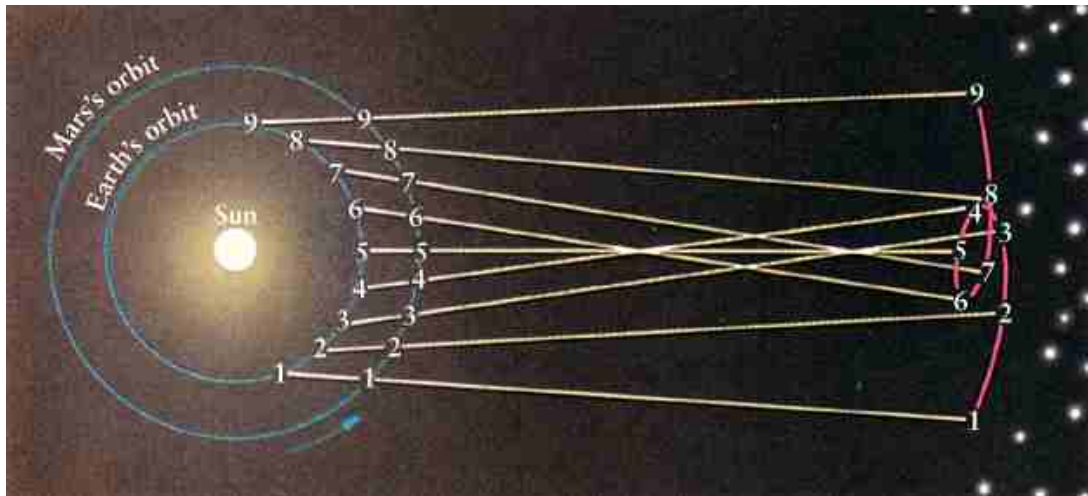


Figura 75: O modelo Heliocêntrico e o movimento orbital do planeta Marte como visto por um observador na Terra. Considerando o Sol fixo no centro e os planetas Terra e Marte a rodar em torno do Sol, o movimento retrógrado de Marte (observado a partir da Terra) tem neste modelo uma explicação mais simples [1].

### 5.6.3 Elongações e configurações

A **elongação** de um planeta é dada pela medida do ângulo entre o Sol e o planeta do ponto de vista de um observador sobre a superfície terrestre. Se o planeta estiver na mesma direção que o Sol então o seu ângulo de elongação é de  $0^\circ$ . Se o planeta estiver no ponto oposto em relação ao Sol então o seu ângulo de elongação é de  $180^\circ$ .

Note-se todavia que apenas os **planetas superiores** (órbitas com raio superior ao da órbita da Terra) conseguem atingir ângulos de elongação de  $180^\circ$ . Os **planetas inferiores** (Vénus e Mercúrio) têm ângulos de **elongação máxima** inferior a  $180^\circ$ . A elongação máxima do planeta Vénus é ligeiramente inferior a  $50^\circ$ . No caso de Mercúrio, que está mais próximo do Sol, o ângulo de elongação máxima não ultrapassa os  $30^\circ$ . Assim, estes planetas apenas se podem observar logo ao anoitecer ou antes do amanhecer (nunca a meio da noite).

Na Figura 76 estão representadas diversas configurações para um planeta inferior. Quando o planeta está alinhado com a Terra e o Sol dizemos que está em **conjunção**. Se o planeta estiver do lado oposto ao Sol dizemos que está em **conjunção superior** e se estiver entre a Terra e o Sol dizemos que está em **conjunção inferior**. Nestas situações a elongação do planeta é muito próxima de  $0^\circ$  (será  $0^\circ$  se o alinhamento for perfeito).

Na Figura 77 estão representadas diversas configurações para um planeta superior. Quando o planeta está alinhado com a Terra e o Sol dizemos que está em **conjunção** se estiver do lado oposto ao Sol (elongação de  $0^\circ$ ) e que está em **oposição** se estiver do mesmo lado do Sol que a Terra (elongação de  $180^\circ$ ). Outra configuração especial para planetas superiores é a chamada **quadratura** a qual corresponde a uma elongação de  $90^\circ$ .

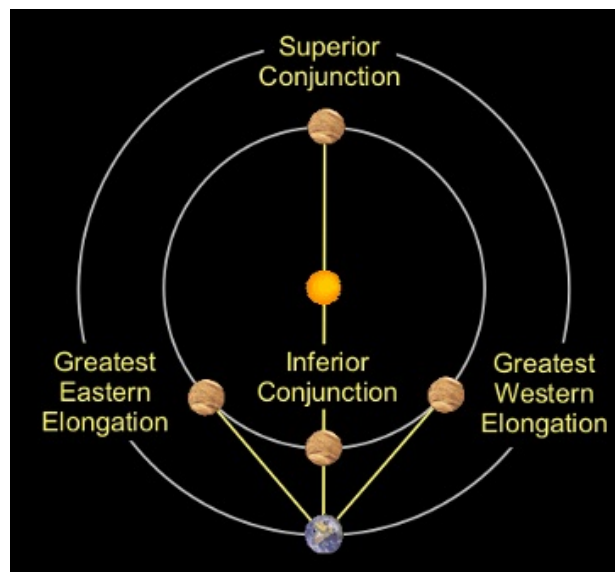


Figura 76: Configurações para um planeta inferior (University of Nebraska-Lincoln).

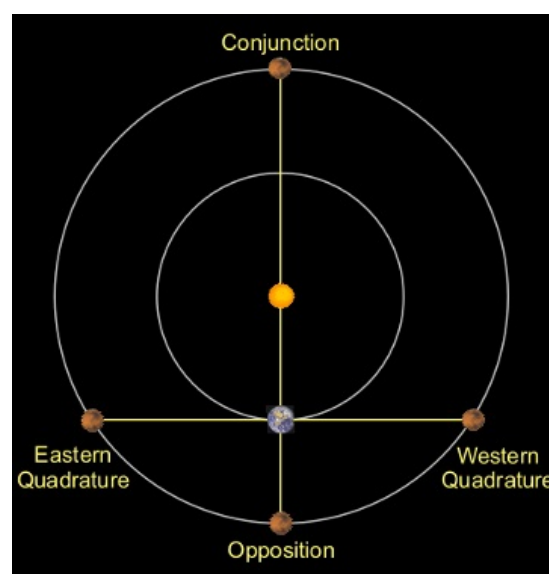


Figura 77: Configurações para um planeta superior (University of Nebraska-Lincoln).

## 5.7 Breve introdução aos sistemas de coordenadas

### 5.7.1 Sistema de coordenadas horizontal local

O **sistema de coordenadas horizontal local** é definido tendo por base o observador. Ao ponto mais alto do céu chamamos **zênite** e ao ponto que fica exatamente no lado oposto chamamos **nadir**. A infinidade de semicircunferências máximas que são ortogonais ao horizonte chamam-se **verticais**, sendo que a **vertical do lugar** é a vertical que passa no ponto cardeal sul.

As duas coordenadas utilizadas neste sistema são o **azimute** (AZ) e a **altura** (h). O

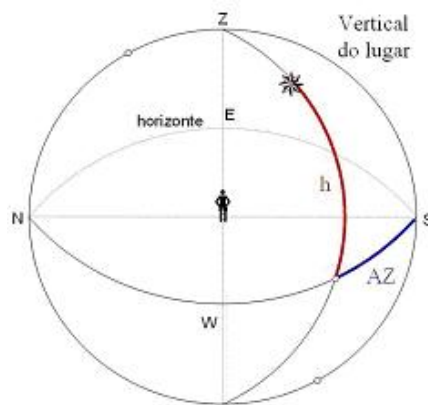


Figura 78: O sistema de coordenadas horizontal local, definido pelo horizonte local (plano principal). Apresentam-se, ainda, o zénite (Z), os quatro pontos cardeais (norte, sul, oeste e este) e a definição das coordenadas azimute (AZ) e altura (h) para um qualquer objeto astronómico [16].

azimute é medido a partir do ponto cardeal sul (no sentido sul-oeste) e varia de  $0^\circ$  a  $360^\circ$ . A altura varia entre  $-90^\circ$  e  $+90^\circ$ , sendo que alturas negativas não são vistas pelo observador (supondo este ao nível do mar) - ver Figura 78.

As coordenadas dadas pelo sistema horizontal local variam consoante a localização do observador sobre a Terra. O horizonte local não é, por exemplo, o mesmo para um observador na Madeira e para um observador na América do Sul. Mesmo que ambos estejam a observar o mesmo objeto celeste terão valores diferentes para o seu azimute e para a sua altura. Torna-se, assim, importante definir um sistema de coordenadas comum a todos os observadores.

### 5.7.2 Sistema de coordenadas equatorial local

A Esfera Celeste é, por definição, uma esfera com raio arbitrário, onde se encontram todos os astros. Na interseção do eixo de rotação da Terra com a esfera celeste temos o **Polo Sul Celeste** (PSC) e o **Polo Norte Celeste** (PNC); este último está muito próximo da Estrela Polar.

O **Equador Celeste** é o conjunto de todos os pontos à mesma distância do PNC e do PSC: diz-se uma circunferência máxima por ser um diâmetro da esfera. É como que um prolongamento até ao infinito do plano equatorial terrestre. A infinidade de semicircunferências máximas perpendiculares ao equador, ligando o PNC ao PSC constituem os chamados **meridianos**. O meridiano que passa pelo ponto cardeal Sul designa-se por **meridiano do lugar** (Figura 79).

Para definir um determinado ponto neste sistema são necessárias apenas duas coordenadas: o **ângulo horário** (H) e a **declinação** ( $\delta$ ). O ângulo horário é medido a partir do meridiano do lugar (que passa no ponto cardeal sul) e vai de 0h a 24h. A declinação vai de  $-90^\circ$  a  $+90^\circ$ , valendo  $0^\circ$  sobre o equador celeste (Figura 80).

Todos os astros deslocam-se sobre círculos menores, paralelos ao equador celeste. O valor

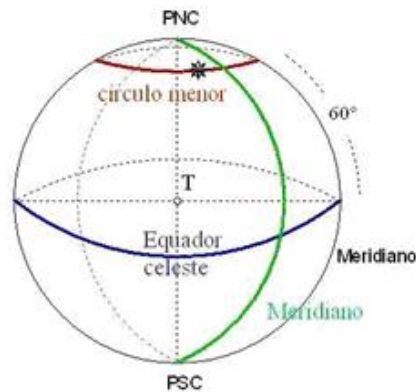


Figura 79: Sistema de coordenadas equatorial local. Estão representados os pontos de intersecção do eixo de rotação da Terra com a Esfera Celeste: PNC e PSC, um meridiano, o Equador Celeste (círculo máximo) e um círculo menor [16].

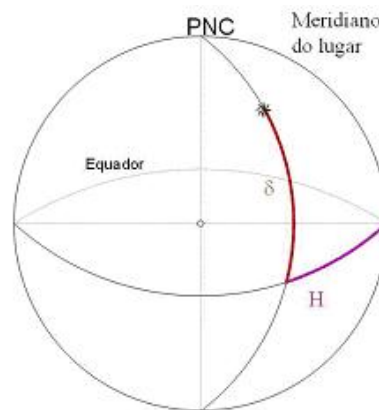


Figura 80: O sistema de coordenadas equatorial local, com o Equador Celeste para plano principal, o PNC e a definição das duas coordenadas: ângulo horário (H) que depende do ponto cardeal sul e declinação ( $\delta$ ) [16].

**da declinação é constante para uma dada estrela** ao passo que o ângulo horário varia ao longo do dia de 0h a 24h. Se fixarmos uma origem para o ângulo horário então teremos um sistema fixo e igual para todos os observadores terrestres.

### 5.7.3 Sistema de coordenadas equatorial celeste

O plano sobre o qual se desenrola o movimento orbital da Terra ao redor do Sol designa-se por **plano da eclíptica**. Do ponto de vista de um observador sobre a superfície da Terra é o Sol que se desloca anualmente sobre a eclíptica. Devido ao ângulo de inclinação da Terra, em relação ao seu plano orbital, a eclíptica está inclinada  $23.4^\circ$  em relação ao equador celeste intersectando este em apenas dois pontos designados por **equinócios** – dia igual à noite em todo o globo.

O ponto mais a norte da eclíptica designa-se por **solstício de verão** (maior dia do ano no Hemisfério Norte, acima do círculo ártico o Sol está sempre acima do horizonte) e o ponto

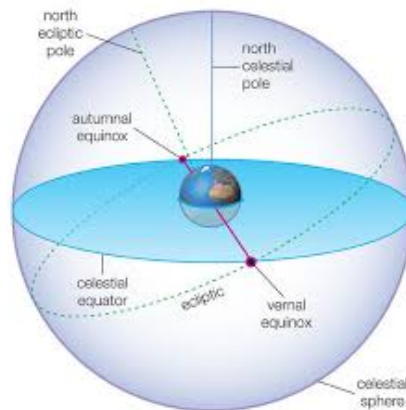


Figura 81: Movimento aparente do Sol ao longo do ano. Está representada a eclíptica, o equador celeste, os solstícios e os equinócios com particular destaque para o ponto Vernal (ver texto para mais detalhes).

mais a sul por **solstício de inverno** (dia mais pequeno do ano no Hemisfério Norte). Estes pontos coincidem com o início das estações do ano. Em particular o equinócio que ocorre por volta de 21 de Março, e marca o início da primavera, designa-se por **equinócio Vernal** (Figura 81).

O ponto Vernal é o ponto no qual o Sol cruza o equador celeste marcando o início da primavera. Por convenção é este ponto que se toma como origem para a medida do ângulo horário ( $H$ ) que agora passa a chamar-se **ascensão reta** ( $RA$ ).

Assim, para definir um determinado ponto no sistema equatorial celeste são necessárias apenas duas coordenadas: a **ascensão reta** ( $RA$ ) e a **declinação** ( $\delta$ ). A ascensão reta mede-se a partir do ponto Vernal e vai de 0h a 24h. A declinação vai de  $-90^\circ$  a  $+90^\circ$ , valendo  $0^\circ$  sobre o equador celeste.

#### 5.7.4 Relação entre sistemas de coordenadas

Para um observador situado sobre um dos polos terrestres os sistemas horizontal local e equatorial celeste coincidem. O horizonte local desse observador coincide com o equador celeste.

Para um observador localizado sobre o equador da Terra o horizonte local é perpendicular ao equador celeste pelo que, para esse observador, o sistema horizontal local faz um ângulo de  $90^\circ$  com o sistema equatorial celeste.

O ângulo entre os dois sistemas é dado por  $90^\circ - \phi$  onde  $\phi$  representa a latitude do lugar. Assim para um observador localizado na Madeira o sistema horizontal local faz um ângulo de cerca de  $90^\circ - 32^\circ = 58^\circ$  com o sistema equatorial celeste.

Um qualquer astro (assinalado) tem as coordenadas ( $AZ, h$ ) e/ou ( $AR, \delta$ ), consoante o sistema de coordenadas escolhido (Figura 82). É possível converter as coordenadas de um sistema nas de outro, graças à trigonometria esférica [16].



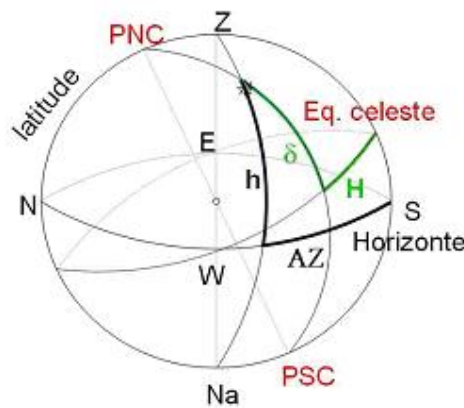


Figura 82: Relação entre os sistemas de coordenadas horizontal local e equatorial local [16].

### 5.7.5 Tempo

Os relógios comuns têm como referência a posição do Sol. Os **relógios siderais** têm como ponto de referência a posição do ponto Vernal, ou seja, o ponto de referência para a medição da ascensão reta de um objeto.

- Um **dia sideral** corresponde ao intervalo de tempo entre duas passagens consecutivas do ponto Vernal pelo meridiano do local (meridiano que passa pelo zênite e pelos pontos cardeais sul e norte para um observador local).
- Um **dia solar** corresponde ao intervalo de tempo entre duas passagens sucessivas do Sol pelo meridiano do local.

Devido ao movimento de translação da Terra **um dia solar é cerca de 4 minutos mais longo do que um dia sideral** pois a Terra avança cerca de  $1^\circ$  todos os dias: 1 dia sideral = 23h 56m 4.091 s e 1 dia solar = 24h.



## 6 A Nossa Galáxia e as outras

### 6.1 Estrutura e composição da Nossa galáxia

Uma galáxia é um sistema composto por dezenas ou milhares de milhões de estrelas, poeira, gás e matéria escura unidos pela gravidade. Existem mais de  $2 \times 10^{11}$  galáxias espalhadas pelo Universo observável. A massa de cada uma destas galáxias situa-se, regra geral, entre  $10^7 M_{\odot}$  (galáxias anãs) e  $10^{12} M_{\odot}$  (galáxias gigantes).

O Sol faz parte da **Galáxia da Via Láctea** (também designada por **Nossa Galáxia** ou simplesmente **Galáxia**). A Nossa Galáxia é composta por cerca de 200 000 milhões de estrelas, perto de 150 enxames fechados (Secção 6.2.2), milhares de enxames abertos (Secção 6.2.1) e milhares de nebulosas (Secção 6.2.3).

A Via Láctea é um galáxia do tipo **espiral barrada**. Tem a forma de um disco com a espessura de 1000 anos luz. O núcleo da galáxia é uma região mais ou menos esférica com um raio de 5000 anos luz. Esta zona é atravessada por uma barra da qual saem diversos braços espirais. No centro do núcleo galáctico existe um **buraco negro supermassivo** com cerca de  $4 \times 10^6 M_{\odot}$  (Figura 83).

A região esférica em torno da galáxia, cuja extensão vai muito para além do disco, designa-se por **halo**. No halo ficam os enxames fechados que orbitam em torno do centro da galáxia. É também no halo que se concentra grande parte da matéria escura (ver Secção 6.5).

A Nossa Galáxia tem uma extensão de cerca de 120000 anos luz. O Sol situa-se sobre o disco da galáxia junto de um dos braços aproximadamente a 28000 anos luz do centro. As estrelas da galáxia rodam em torno do centro da galáxia. O Sol, em particular, demora cerca de 220 milhões de anos para dar uma volta completa.

### 6.2 Nebulosas e enxames de estrelas

#### 6.2.1 Enxames abertos

Os **enxames abertos** são conjuntos de **estrelas jovens** (azuis) que se formaram a partir de uma mesma nuvem de gás. Nalguns enxames abertos são ainda bem visíveis os restos da nebulosa que lhes deu origem. Os enxames abertos ficam sobre o disco da galáxia. Na Nossa Galáxia estão identificados mais de 1000 enxames abertos. Na Figura 84 podemos ver uma imagem do Enxame da Borboleta.

Um enxame aberto pode ter entre dezenas a milhares de estrelas. Como estas têm praticamente todas a mesma idade, a mesma composição química e estão à mesma distância do Sol, os enxames abertos são objetos chave no estudo da evolução estelar. Na Figura 85 temos o diagrama HR para o enxame aberto das Plêiades. Note-se que as estrelas estão praticamente todas sobre a faixa da sequência principal (estrelas jovens).

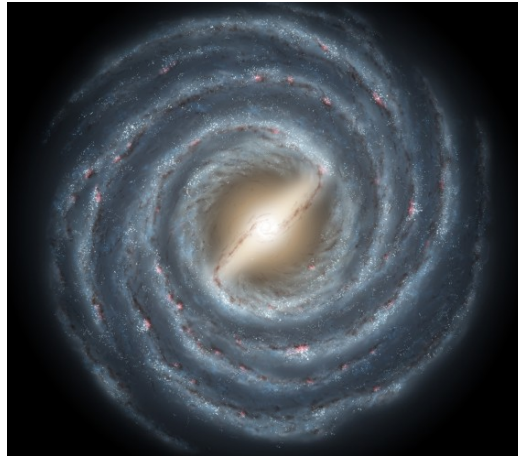


Figura 83: Imagem artística da Nossa Galáxia (vista de topo) elaborada a partir de dados recolhidos por diferentes meios. É bem notório o núcleo central, a barra e os braços espirais (R. Hurt (SSC), JPL-Caltech, NASA).



Figura 84: O Enxame da Borboleta (M6). Trata-se de um enxame aberto situado a cerca de 1600 anos luz do Sol na zona da constelação de Escorpião. A sua extensão é de cerca de 6 anos luz (AURA, NOAO and NSF).

### 6.2.2 Enxames fechados

Um **enxame fechado** é um conjunto de estrelas assumindo uma distribuição mais ou menos esférica e em cuja região central existe uma maior concentração de estrelas. Os enxames fechados situam-se no halo, orbitando em torno do núcleo da galáxia. São compostos por alguns milhões de **estrelas velhas** (vermelhas). São conhecidos cerca de 150 enxames fechados na Nossa Galáxia. Na Figura 86 temos o Enxame Fechado M13 situado na constelação de Hércules a cerca de 25000 anos luz de distância.

Quanto maior a massa de uma estrela mais rápida é a sua passagem tanto pela Sequência Principal como por todas as etapas seguintes. As estrelas de um enxame têm praticamente todas a mesma idade mas massas bem diversas pelo que estão em diferentes etapas da sua evolução. Para além disso estão todas aproximadamente à mesma distância. Tal

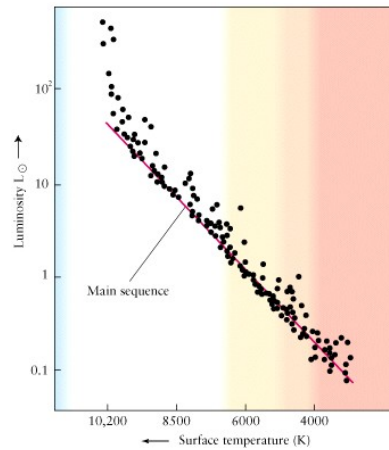


Figura 85: Diagrama HR para o enxame aberto das Plêiades (M45). Grande parte das estrelas está na fase da Sequência Principal (estrelas jovens) embora tenham tamanhos diferentes [1].



Figura 86: O enxame fechado M13 situa-se a cerca de 25000 anos luz na constelação de Hércules (Yuugi Kitahara).

como acontece com os enxames abertos, os enxames fechados são bons indicadores para o estudo da evolução estelar. Na Figura 87 temos o diagrama HR para o Enxame fechado M55 situado a 17600 anos luz na constelação de Sagitário.

### 6.2.3 Nebulosas

As **nebulosas** são nuvens de gás e poeiras existentes no **meio interestelar**. As nebulosas são classificadas em:

- **Nebulosas de emissão:** são nuvens de gás localizadas nas proximidades de estrelas muito quentes do tipo espectral O ou B. A radiação UV destas estrelas acaba por ionizar os átomos da nebulosa (maioritariamente hidrogénio). Quando estes voltam ao seu estado fundamental emitem radiação na banda do visível com predominância para o vermelho (Figura 88). Uma nebulosa de emissão pode ter entre 100 e 10000

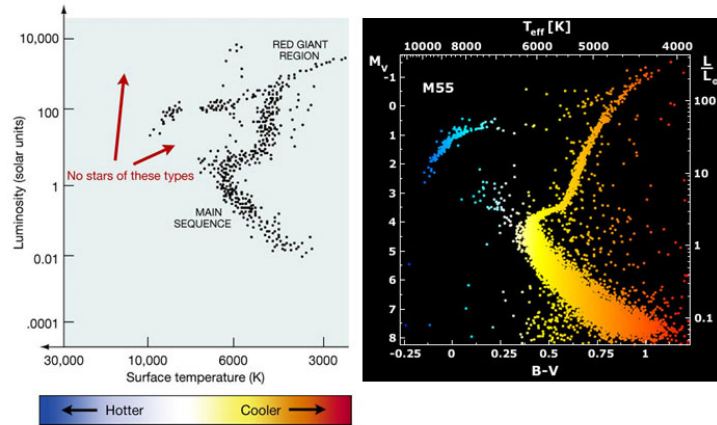


Figura 87: Diagrama HR para o enxame fechado M55. Apenas as estrelas de menor massa continuam ainda na fase da Sequência Principal. As estrelas de maior massa já atingiram a fase de gigante vermelha (B.J. Mochejska, J. Kaluzny (CAMK), 1m Swope Telescope and Penn State Astronomy & Astrophysics).

massas solares dispersos num raio de vários anos luz. A densidade da nebulosa é de apenas alguns milhares de átomos/cm<sup>3</sup> (muito mais diluído do que o ar ao nível do mar).

- **Nebulosas escuras:** são nebulosas opacas de tal forma que a luz não consegue escapar do seu interior. A opacidade é provocada pela existência relativamente abundante de grãos de poeira microscópicos os quais dispersam a luz de uma forma muito mais eficiente do que um simples átomo (Figura 88).
- **Nebulosas de reflexão:** são nebulosas caracterizadas pela presença de grãos de poeira mas não tão abundantes como no caso das nebulosas escuras. Estes grãos de poeira refletem de forma mais eficiente a luz azul pelo que estas nebulosas têm um tom azulado.

A estes tipos de nebulosas temos ainda a juntar as **nebulosas planetárias** (Secção 4.2.4) e os **restos de supernovas** (Secção 4.2.6).

### 6.3 Outras galáxias

Como já foi referido a Nossa Galáxia não está sozinha no Universo. Na nossa vizinhança existem cerca de 50 galáxias, as quais, juntamente com a nossa, formam o chamado **Grupo Local** de galáxias [17].

No Grupo Local sobressaem duas galáxias: a Nossa Galáxia e a **Galáxia de Andrómeda** (M31) - Figura 89. A galáxia de Andrómeda é muito semelhante à nossa em forma e tamanho. A sua distância está avaliada em 2.5 milhões de anos luz. A distância foi determinada depois de serem identificadas estrelas cefeides nesta galáxia (Secção 6.5).



Figura 88: Nebulosa de emissão IC434 situada na constelação de Orion a cerca de 1600 anos luz do Sol. No centro da imagem podemos ver também uma nebulosa escura designada por **nebulosa da Cabeça do Cavalo** (T.A.Rector (NOAO/AURA/NSF) and Hubble Heritage Team (STScI/AURA/NASA)).



Figura 89: A Galáxia de Andrómeda situada a cerca de 2.5 milhões de anos luz da Nossa Galáxia (Duarte Silva, imagem obtida a partir da Madeira).

A maior parte das galáxias do grupo local são **galáxias anãs** (algumas de forma irregular e outras de forma elíptica). Estão neste caso a **Pequena Nuvem de Magalhães** e a **Grande Nuvem de Magalhães**, duas galáxias irregulares que são satélites da Nossa Galáxia.

As galáxias são, em geral, classificadas de acordo com a sua aparência. O esquema de classificação mais comum é o proposto por Hubble (neste a classificação tem em conta apenas o aspeto da galáxia quando observada na banda do visível e não a sua forma ou aspeto quando observada noutras bandas do espectro eletromagnético). O esquema de Hubble contempla as classes (Figura 90):

- S - espirais



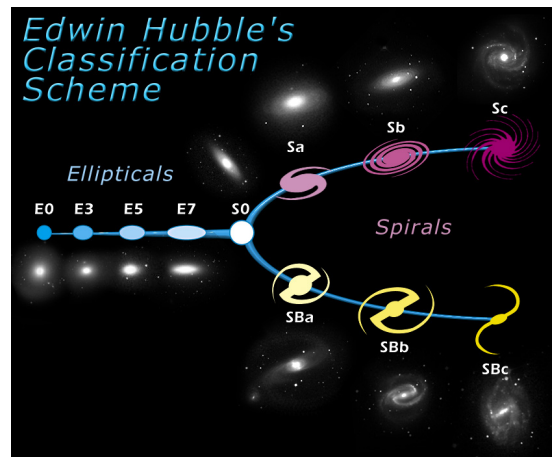


Figura 90: Esquema de Hubble para a classificação de galáxias (ver texto para mais detalhes) (Space Telescope Science Institute).

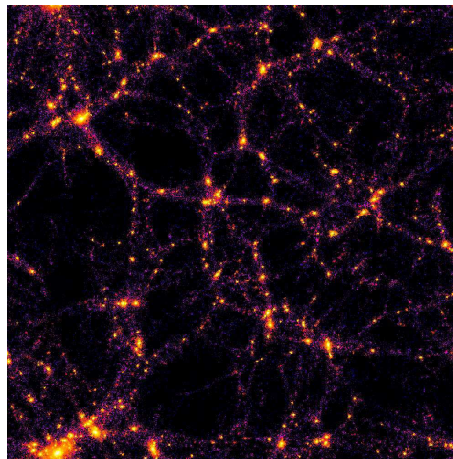


Figura 91: Simulação de computador mostrando a estrutura do Universo em larga escala. Os super enxames de galáxias, representados pelos pontos luminosos, estão alinhados em filamentos. As zonas mais escuras, situadas entre os filamentos, designam-se por *voids* (HPCC group at the Univeristy of Washington and George Lake).

- SB - espirais barradas
- E - elípticas
- Irr - irregulares

As galáxias estão agrupadas em **enxames** (10 a 1000 galáxias). Os enxames por sua vez agrupam-se em **Super Enxames**. O mapeamento do Universo Observável em larga escala mostra que os Super Enxames alinham-se em **filamentos** deixando no meio regiões vazias designadas por **voids**. Estes filamentos são as maiores estruturas conhecidas no Universo (Figura 91).

Conseguimos ver apenas quatro galáxias a olho nu. A Grande Nuvem de Magalhães e a Pequena Nuvem de Magalhães (mas apenas a partir a latitudes mais a sul), Andrómeda e



Figura 92: A Via Láctea fotografada em La Silla no Observatório Europeu do Sul (ESO) (A. Fitzsimmons/ESO).

a Via Láctea. Andrómeda pode ser observada a olho nu (em noites de céu limpo e a partir de locais sem poluição luminosa) como uma pequena mancha no céu. Trata-se do objeto mais distante que conseguimos ver a olho nu. Utilizando um telescópio conseguimos ver uma imagem mais detalhada como a apresentada na Figura 89.

Quanto à Nossa Galáxia podemos dizer que tudo o que vemos à nossa volta, em particular tudo o que vemos no céu noturno a olho nu, faz parte dela (com a exceção da Grande Nuvem de Magalhães, da Pequena Nuvem de Magalhães e de M31). Em particular, nas noites de verão vemos como que uma formação nebulosa que rasga o firmamento de uma extremidade à outra (Figura 92). Esta formação consiste na projeção do disco da Nossa Galáxia do qual também fazemos parte. Não conseguimos ver uma imagem com melhores contornos nem a região central da galáxia pelo facto de sobre o disco existirem inúmeras nebulosas que absorvem grande parte da radiação proveniente das estrelas mais distantes.

## 6.4 Modelo do Big Bang

Já vimos que é possível identificar elementos químicos em estrelas ou galáxias distantes a partir da análise do espectro da luz recebida desses corpos (ver Secções 2.1.2 e 4.1.5). Se uma estrela estiver a afastar-se de nós vemos as suas riscas deslocadas na direção do vermelho. Este **desvio para o vermelho** (redshift) será tanto maior quanto maior for a **velocidade de afastamento**. Por outro lado se a estrela estiver a aproximar-se o desvio será na direção do azul (blueshift).

Edwin Hubble, em 1929, ao analisar a luz proveniente de diversas galáxias verificou que estas, na sua grande maioria, estavam a afastar-se da Nossa Galáxia e que quanto maior era a sua distância mais rápida era a velocidade de recessão (ver Figura 93). Apenas algumas galáxias do Grupo Local, como é o caso de Andrómeda, estão a aproximar-se da Via Láctea. Descobrimos assim que **o Universo está em expansão**.

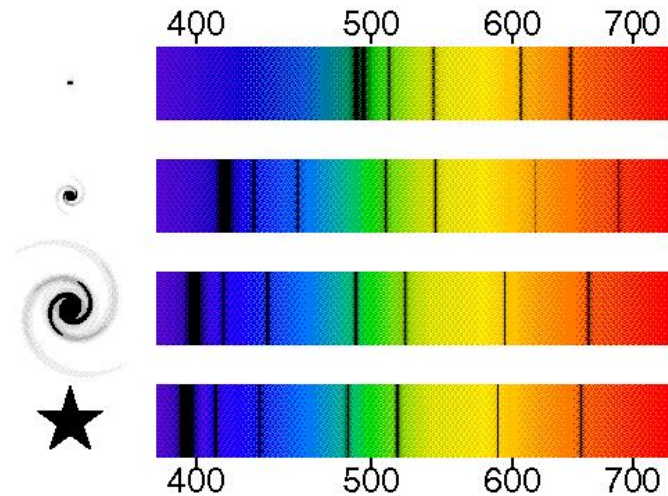


Figura 93: Na imagem inferior está representado o espectro de uma estrela em repouso em relação ao observador. Observando uma estrela do mesmo tipo numa galáxia distante verifica-se que as respetivas riscas são deslocadas na direção do vermelho. O deslocamento será tanto maior quanto mais distante se encontrar essa galáxia (ver texto para mais detalhes) (UCLA).

Atualmente o modelo aceite para descrever o Universo, também designado por **modelo do Big Bang**, pressupõe que o Universo teve origem numa grande explosão, estando em expansão desde então [18]. Assim, no passado, o Universo ocupava um volume muito mais pequeno e, portanto, a sua temperatura média era muito mais elevada. Todas as partículas existentes no Universo formavam um plasma. Os fótons (partículas de luz) embatiam sucessivamente nos eletrões e nos prótons e por isso não conseguiam viajar livremente.

No entanto, quando o Universo tinha cerca de 380 000 anos, e a sua temperatura era da ordem de 3000 K estavam criadas as condições para se formarem os primeiros átomos. Formou-se assim hidrogénio, hélio e alguns vestígios de lítio (os elementos mais simples). Em consequência disto os fótons ficaram livres da matéria podendo viajar grandes distâncias no Universo.

Em 1942 George Gamow previu que muitos destes fótons ainda deveriam estar a viajar pelo Universo originando a chamada **radiação cósmica de fundo**. Determinou também que dada a expansão do Universo a temperatura associada a esta radiação deveria ser atualmente da ordem de 3 K, ou seja, teriam o seu pico localizado na região das micro-ondas.

Em 1962 Penzias e Wilson testavam uma antena de grande sensibilidade quando detetaram um ruído que queriam eliminar mas não conseguiam. Depois de algumas tentativas e alguns contactos chegaram à conclusão que tinham descoberto acidentalmente a radiação cósmica de fundo prevista matematicamente cerca de 20 anos antes por George Gamow.

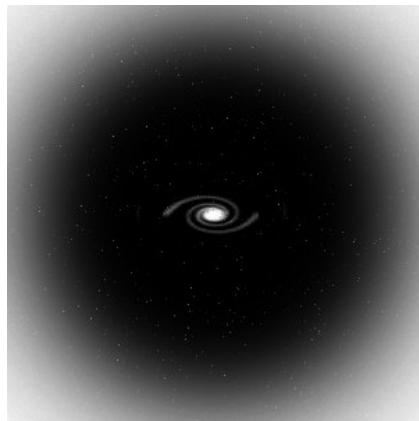


Figura 94: O halo de matéria escura de uma galáxia espiral como a nossa estende-se muito para além da parte visível da galáxia (J. Wudka).

## 6.5 Matéria Escura

Ao observar em 1933 o enxame de galáxias de Coma o astrofísico suíço Fritz Zwicky verificou, baseando-se no movimento das galáxias próximas dos extremos do enxame, que este possuía muito mais massa (cerca de 400 vezes mais) para além daquela estimada a partir do brilho das suas galáxias. Essa massa, de natureza desconhecida, veio a designar-se por **matéria escura**.

Em 1975 a astrónoma Vera Rubin descobriu que a maior parte das estrelas numa galáxia espiral orbitam em torno do núcleo galáctico praticamente à mesma velocidade independentemente da sua distância ao centro. Este resultado sugere que mais de metade da massa das galáxias está contida num **halo escuro** sob a forma de matéria escura (Figura 94).

A quantidade de matéria escura presente numa determinada galáxia pode ser inferida a partir da relação massa-luz para essa galáxia. Esta relação é dada por:

$$\Psi = \frac{M_{total}}{M_{luminosa}} \quad (15)$$

Quanto maior este valor maior é a percentagem de matéria escura nessa galáxia.

Parece haver mais matéria escura numas regiões do que noutras. **Na Nossa Galáxia a quantidade de matéria escura é cerca de 10 vezes superior à quantidade de matéria luminosa.**

São conhecidos atualmente uma série de objetos pouco luminosos tais como: buracos negros, anãs brancas, estrelas de neutrões, anãs vermelhas, anãs castanhas e planetas do tipo Júpiter. Estes objetos, que fazem parte daquilo a que chamamos **matéria bariónica**, podem ajudar a resolver em parte o problema da matéria escura. Contudo, os estudos revelam que apenas uma pequena fracção da matéria escura é de origem bariónica. Assim, a composição da maior parte da matéria escura é ainda uma incógnita. Alguns dos candidatos em estudo são os **axiões** e as **WIMPs** (partículas que, embora previstas por diferentes modelos matemáticos, ainda não foram observadas no Universo).

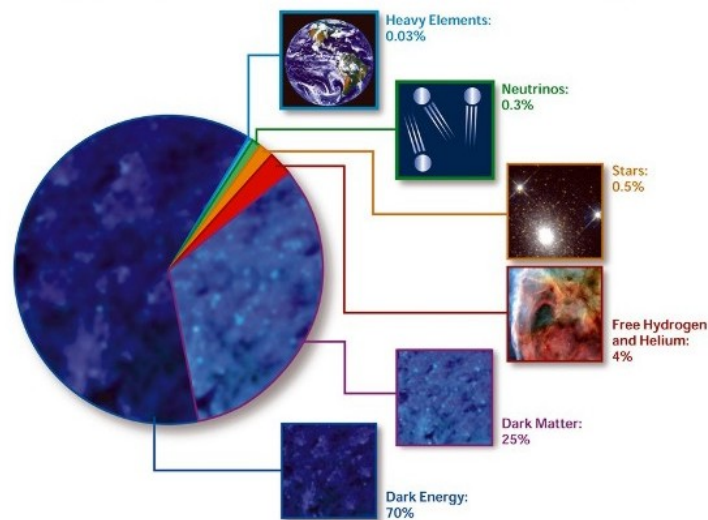


Figura 95: A composição do nosso Universo tal qual o conhecemos. As duas maiores fatias vão para a energia escura (70%) e matéria escura (25%). Aos chamados elementos pesados (onde se incluem todos os planetas) correspondem apenas 0.03% (NASA).

## 6.6 Energia Escura

Observações de supernovas do tipo Ia (ver Secção 4.3.5) distantes, efetuadas no final dos anos 90 do século XX, sugeriram que a **expansão do universo está acelerando** e não o contrário como era suposto. Parece assim existir uma energia com pressão negativa que atua contra a força da gravidade. Essa energia, de origem desconhecida, veio a designar-se por **energia escura**.

Diversos estudos indicam que a totalidade da matéria (luminosa e escura) apenas contribui com aproximadamente 25% para a densidade média do Universo. No diagrama da Figura 95 está representada a composição percentual de cada uma das componentes do Universo de acordo com a observação.

A natureza da energia escura é completamente desconhecida. A ideia mais simples para a explicação da energia escura é a de que esta é simplesmente o custo a pagar pela existência do espaço, ou seja, é a energia intrínseca do espaço.

A aceleração do Universo iniciou-se, de acordo com as observações, há cerca de 5 a 10 mil milhões de anos. Antes dessa data a expansão do Universo estava em desaceleração e era dominada pela matéria (escura e luminosa).

Se a expansão do Universo continuar em aceleração, num futuro distante, as galáxias fora do super enxame local vão sair do nosso horizonte deixando de ser visíveis. Por outro lado se a energia escura se tornar atractiva no futuro então o Universo poderá contrair-se dando origem ao chamado **Big Crunch**. Se a energia escura acabar por dominar todas as outras forças então tudo o que existe no Universo será despedaçado dando origem a um **Big Rip**. Neste momento todas estas ideias são pura especulação.

## Referências

- [1] **Universe** (seventh edition), Freedman R. A. & Kaufmann III W. J., 2005, W. H. Freeman and Company, New York.
- [2] **Astronomy: A Physical Perspective** (2nd edition), Kutner, M. L., 2003, Cambridge University Press, United Kingdom.
- [3] **O Sol e o seu interior**, Sobrinho J. L. G., 2012, Universidade da Madeira, Formação Contínua de Docentes: Introdução à Astronomia: texto de apoio ao módulo 1, <http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/Publicacoes/Abstracts/pub2012sol.htm> (visitado a 31 de janeiro de 2019).
- [4] **SOHO - Solar and Heliospheric Observatory**, <http://sohowww.nascom.nasa.gov/home.html> (visitado a 28 de janeiro de 2019).
- [5] **Os planetas do Sistema Solar**, Sobrinho J. L. G., 2012, Universidade da Madeira, Formação Contínua de Docentes: Introdução à Astronomia: texto de apoio ao módulo 1, <http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/Publicacoes/Abstracts/pub2012planetas.htm> (visitado a 31 de janeiro de 2019).
- [6] **Enigmas de Marte**, Sobrinho J. L. G., 4/7/2005, V Semana da Astronomia, Universidade da Madeira, [http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/Divulgacao/Cursos/Sa2005\\_marte/index.htm](http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/Divulgacao/Cursos/Sa2005_marte/index.htm) (visitado a 28 de janeiro de 2019).
- [7] **Planetas anões, asteroides e cometas**, Sobrinho J. L. G., 2012, Universidade da Madeira, Formação Contínua de Docentes: Introdução à Astronomia: texto de apoio ao módulo 1, <http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/Publicacoes/Abstracts/pub2012pluto.htm> (visitado a 31 de janeiro de 2019).
- [8] **RESOLUTION B5 - Definition of a Planet in the Solar System**, [https://www.iau.org/static/resolutions/Resolution\\_GA26-5-6.pdf](https://www.iau.org/static/resolutions/Resolution_GA26-5-6.pdf), (visitado a 30 de janeiro de 2019).
- [9] **Planetary Fact Sheet - Metric**, NASA, <https://nssdc.gsfc.nasa.gov/planetary/factsheet/index.html>, (visitado a 30 de janeiro de 2019).
- [10] **Estrelas: espectros, luminosidades e massas**, Sobrinho J. L. G., 2013, Universidade da Madeira, Formação Contínua de Docentes: Introdução à Astronomia: texto de apoio ao módulo 3, <http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/Publicacoes/Abstracts/pub2013estrelas1.htm> (visitado a 31 de janeiro de 2019).
- [11] **Estrelas: origem, evolução e morte**, Sobrinho J. L. G., 2013, Universidade da Madeira, Formação Contínua de Docentes: Introdução à Astronomia: texto de apoio ao módulo 3, <http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/Publicacoes/Abstracts/pub2013estrelas2.htm> (visitado a 31 de janeiro de 2019).

- [12] **Estrelas binárias e estrelas variáveis**, Sobrinho J. L. G., 2013, Universidade da Madeira, Formação Contínua de Docentes: Introdução à Astronomia: texto de apoio ao módulo 3, <http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/Publicacoes/Abstracts/pub2013estrelas3.htm> (visitado a 31 de janeiro de 2019).
- [13] **NASA Exoplanet Archive**, <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu> (visitado a 28 de janeiro de 2019).
- [14] **Aplicações da Trigonometria na Astronomia: Medição de Distâncias pelo Método de Paralaxe**, Teixeira H., Sobrinho J. L. G., Drumond C., 14/11/2014, 1.<sup>a</sup> Conferência de Professores Espaciais - ESERO PT (14 e 15 de novembro de 2014), Pavilhão do Conhecimento - Ciência Viva, Lisboa, <http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/Publicacoes/Abstracts/pub2014p1.htm> (visitado a 31 de janeiro de 2019).
- [15] **Cygnus**, Observação do Mês nº 8, Sobrinho J. L. G., Universidade da Madeira, 1/8/2002, [http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Astronomia/Observ\\_mes/Ago2002/cisne.htm](http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Astronomia/Observ_mes/Ago2002/cisne.htm) (visitado a 31 de janeiro de 2019).
- [16] **O Universo**, Augusto P., Chicharo 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., Velosa E., Vieira C. T., 2011, Universidade da Madeira, Sebenta de apoio à UC de formação geral *O Universo*, <http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/Publicacoes/Abstracts/pub2011a.htm> (visitado a 31 de janeiro de 2019).
- [17] **A Via Láctea e o Universo Local**, Sobrinho J. L. G., 2012, Universidade da Madeira, Curso de Iniciação à Astronomia e Observações Astronómicas: texto de apoio ao módulo 8, <http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/Publicacoes/Abstracts/pub2012m8.htm> (visitado a 31 de janeiro de 2019).
- [18] **O Big Bang e a evolução do Universo**, Sobrinho J. L. G., Universidade da Madeira, Curso de Iniciação à Astronomia e Observações Astronómicas: texto de apoio ao módulo 9, <http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/Publicacoes/Abstracts/pub2012m9.htm> (visitado a 31 de janeiro de 2019).