

3 – ESTRELAS

3.1 - O Sol

Características

AVISO IMPORTANTE

Nunca olhar para o Sol através de um telescópio ou binóculo sem o filtro apropriado, pois isso pode causar danos graves e irreversíveis tais como a cegueira total ou parcial

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

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

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

Por ser a estrela mais próxima
(de muito longe...) o Sol
permite estudos detalhados e
“conhecer” outras estrelas.

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

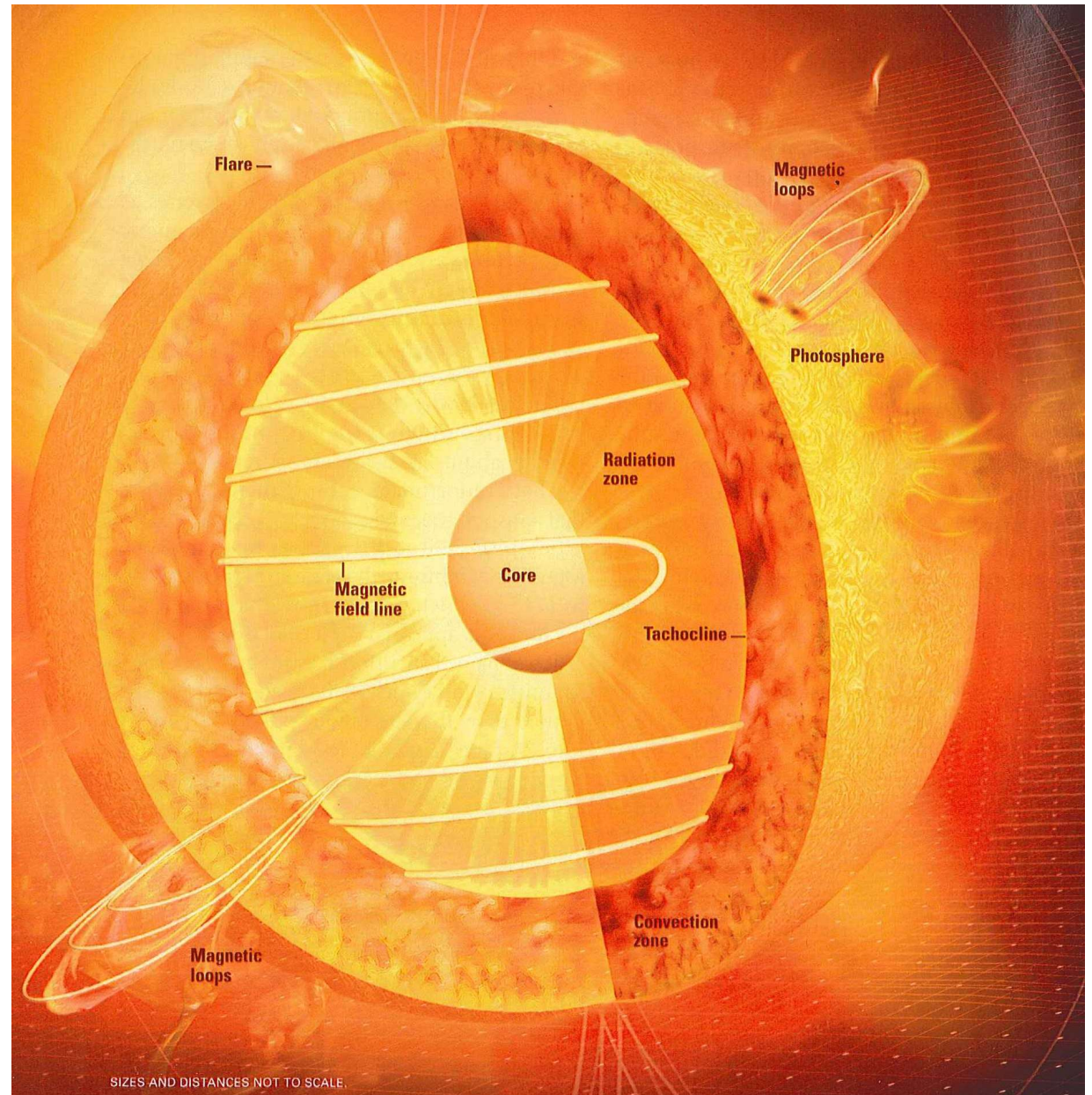
(plasma = iões + electrões)

(logo, intenso campo magnético)

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

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

[fusão nuclear:
 $\text{H} + \text{H} \rightarrow \text{He} + \text{energia}$]



O Sol tem três camadas:

Camada Interna:

Núcleo

Zona radiativa

Zona convectiva

“Superfície”:

Fotosfera (visível)

Atmosfera:

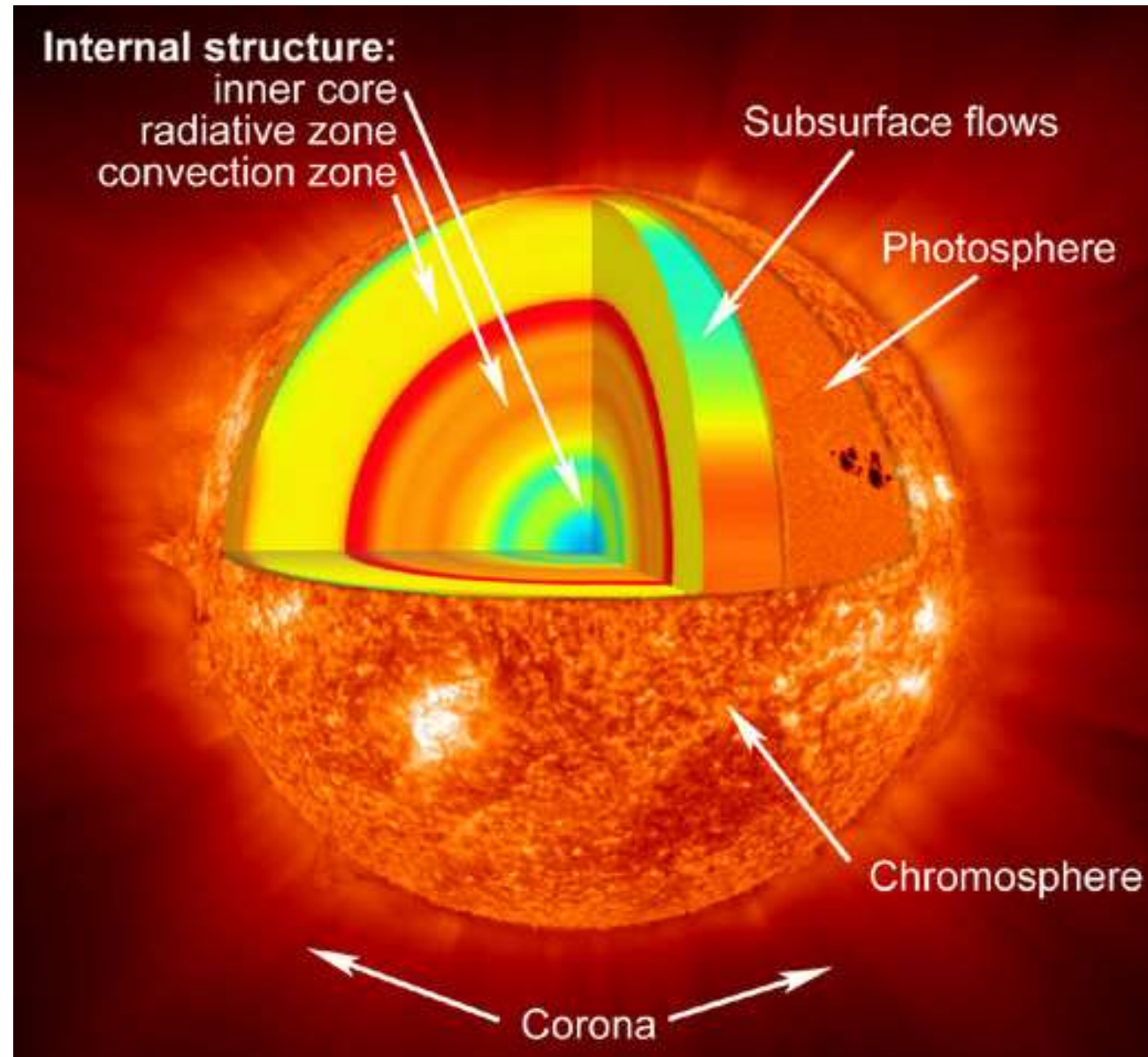
Cromosfera

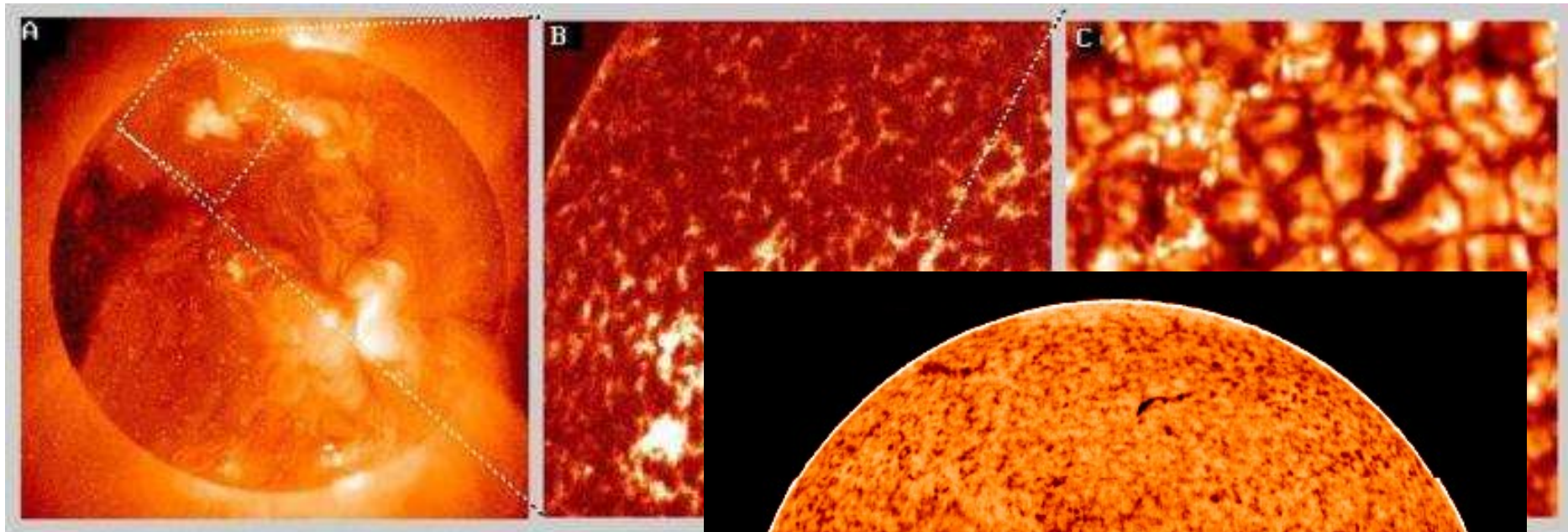
Coroa

A energia é transportada por *convecção* em 2/3 do Sol...

... e transportada por *radiação* no resto (camadas mais interiores).

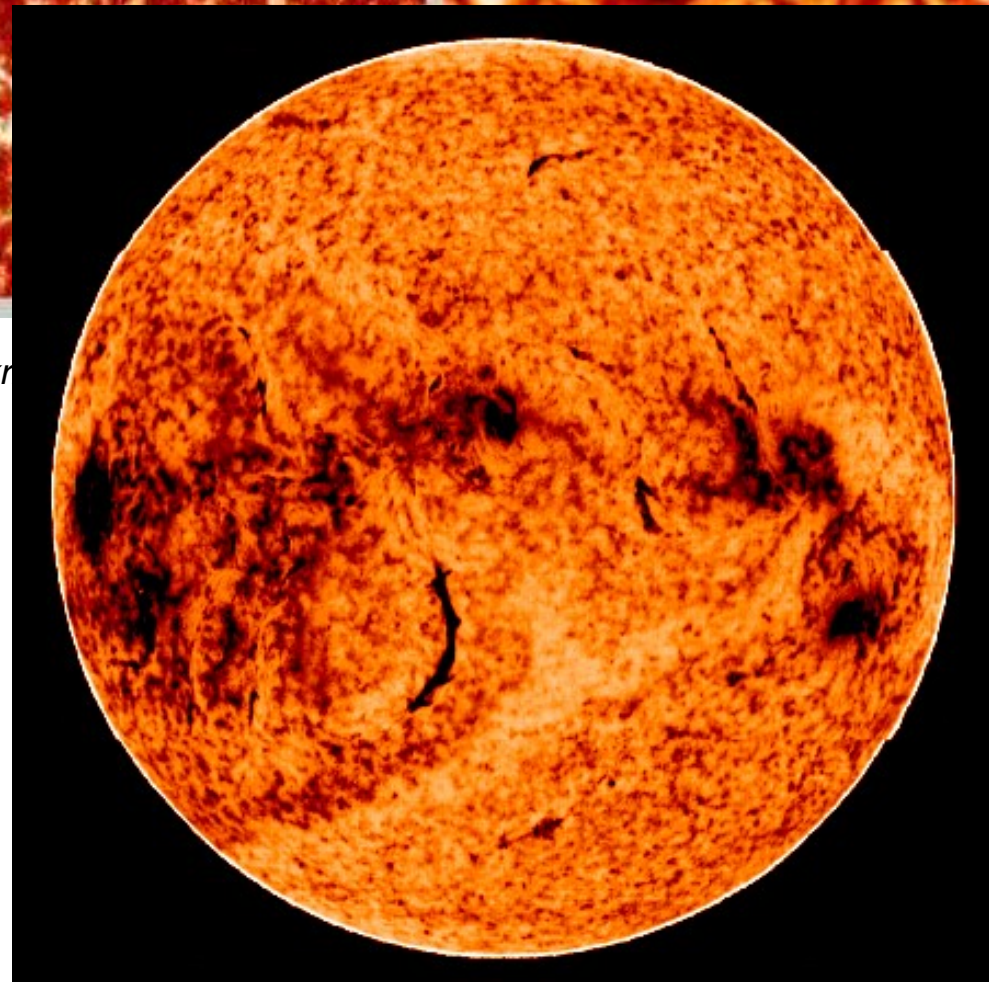
[~10⁶ anos]





As células de convecção têm cerca de 5000 km

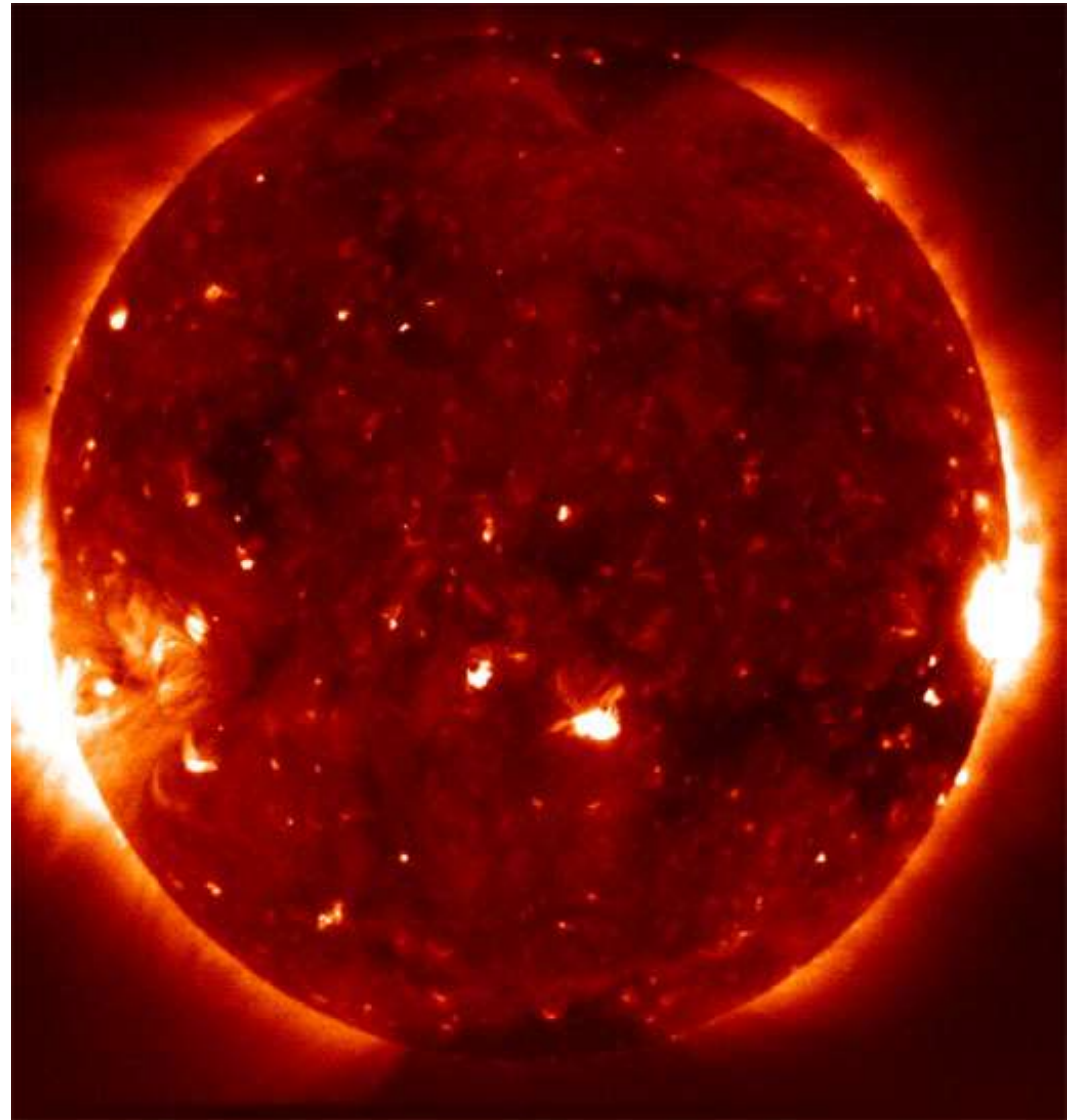
*A **cromosfera** é bem visível no infra-vermelho. É que a sua temperatura é mais baixa que a da fotosfera (fica-se pelos 4200° C ou ~4500 K junto à fotosfera, aumentando para o exterior). É essa temperatura baixa em relação à fotosfera que é responsável pelo espectro de riscas de absorção do Sol, onde quase toda a sua composição é “lida”.*



A **coroa solar** nos raios X, como vista pelo Hinode. Esta chega aos três milhões de graus de temperatura, devido à aceleração das partículas de plasma pelo fortíssimo campo magnético do Sol.



A coroa é um **milhão** de vezes menos brilhante que o Sol (no visível). Vê-se especialmente bem em eclipses totais do Sol.



O vento solar

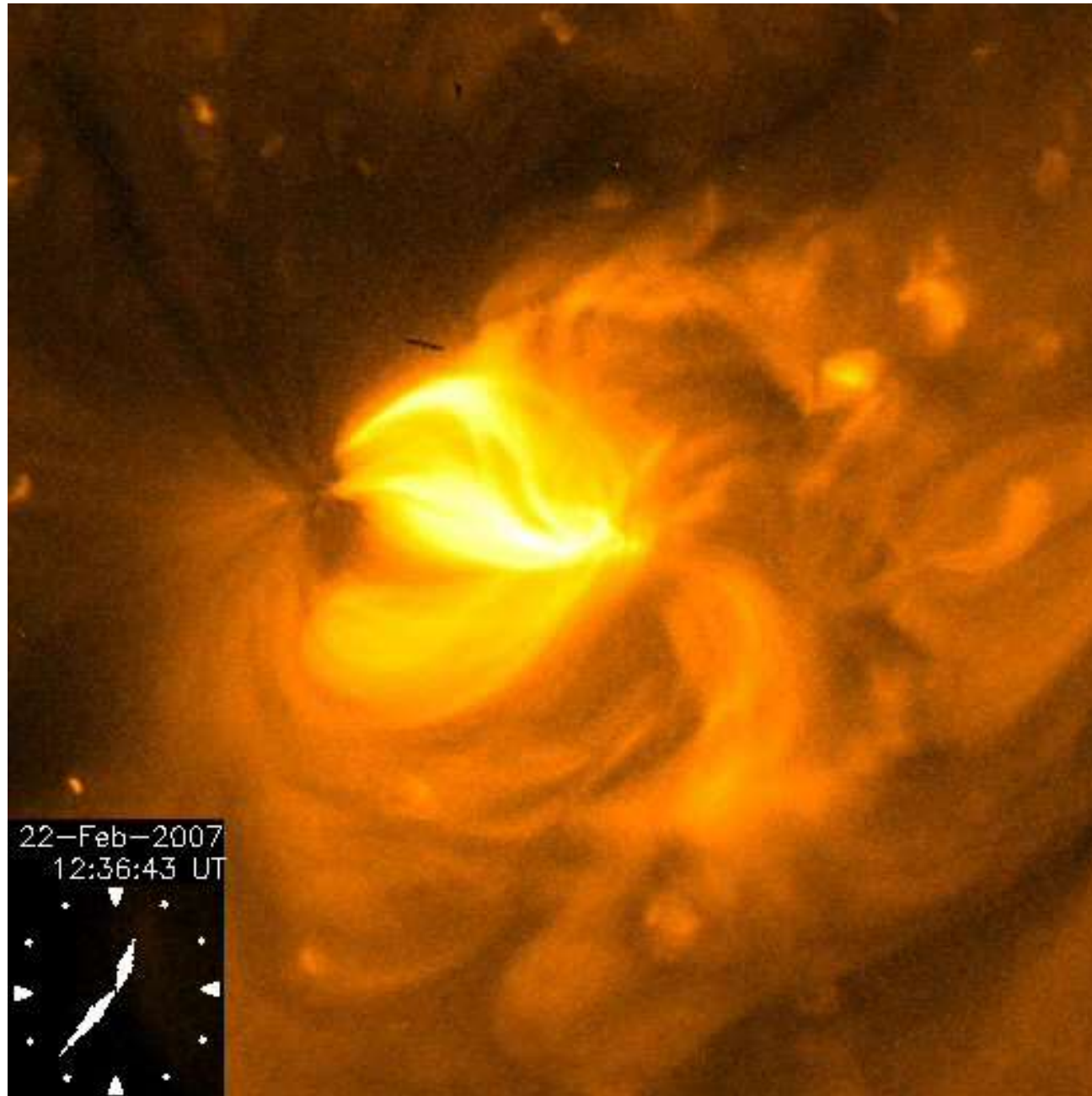
O Sol emite um fluxo de baixa densidade de partículas carregadas (na sua maioria electrões e protões) conhecida como **vento solar** que se propaga pelo Sistema Solar a 450 km/s (versão equatorial, lenta; há uma versão polar, mais rápida: 750 km/s) e que tem origem directa na **coroa**. Quando cá chegam, cerca de **quatro dias** depois do seu envio, algumas destas partículas são conduzidas pelo campo magnético da Terra até aos pólos provocando as auroras (boreais ou austrais), que são particularmente intensas próximo do máximo solar.

O vento solar é, também, responsável pelas caudas dos cometas, como já vimos na secção 2.1.

Uma aurora boreal, emissão de átomos da alta atmosfera terrestre que foram excitados por partículas do vento solar.

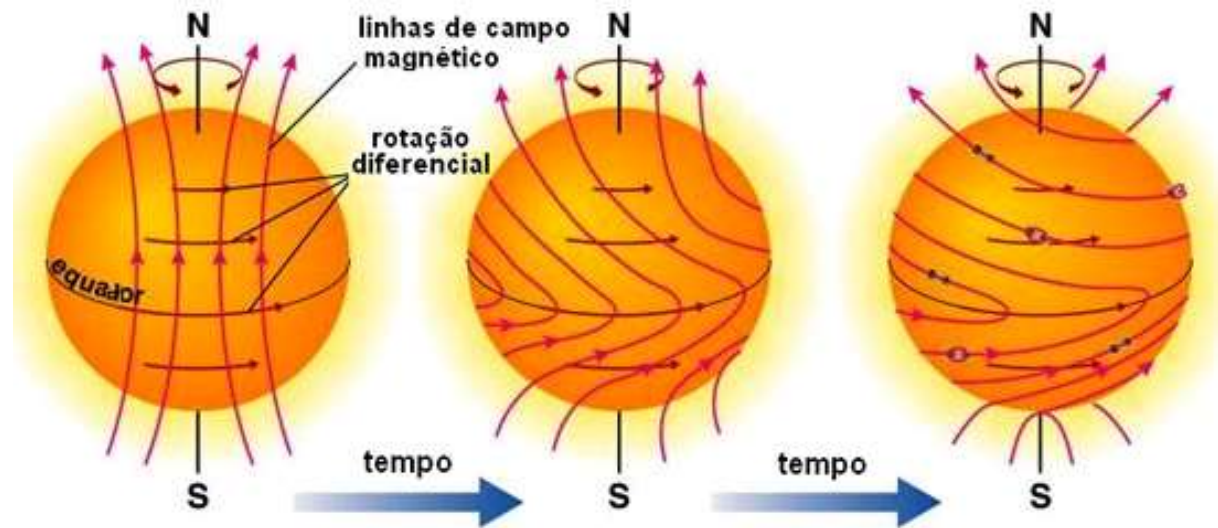


Perto da Terra, o vento solar tem 10-100 partículas/cm³



O ciclo de actividade solar de 11 anos

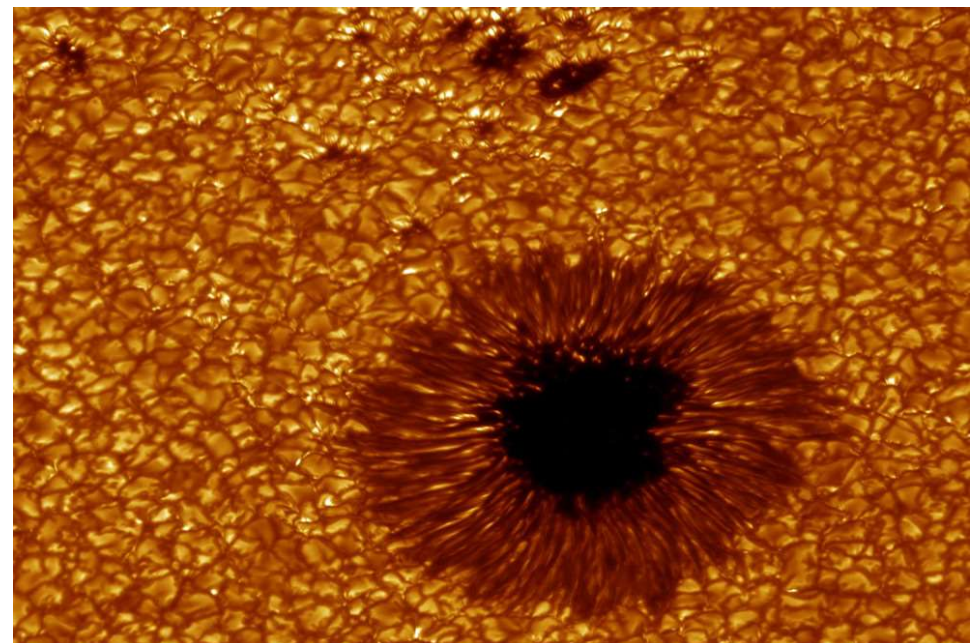
A rápida rotação no equador do Sol, comparada com a mais lenta junto aos pólos vai torcer as linhas de campo magnético até ao ponto em que os pólos trocam a polaridade (*mínimo solar*). Nos outros extremos, o Sol tem um máximo de actividade (*máximos solares*) em ciclos de 11 anos.



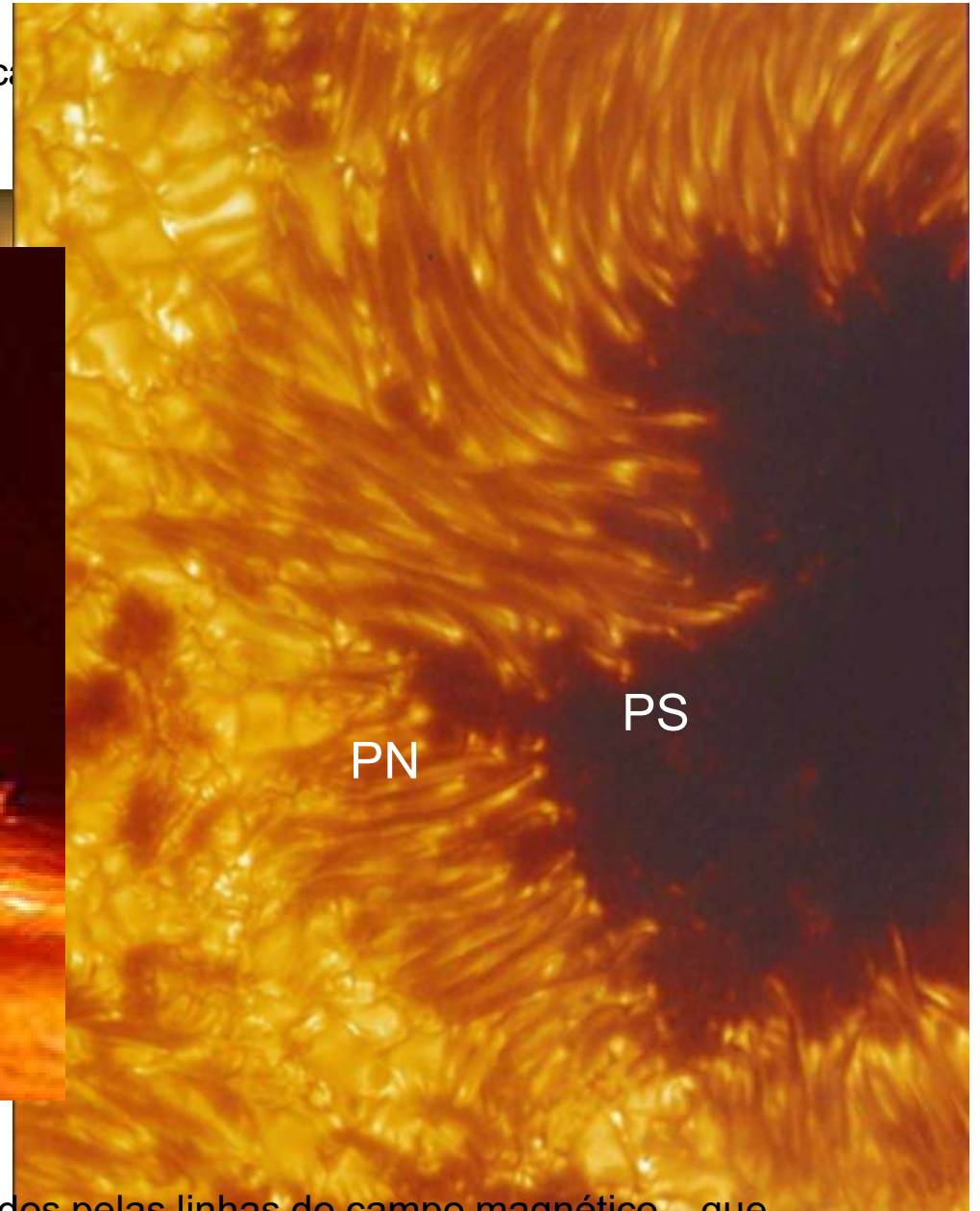
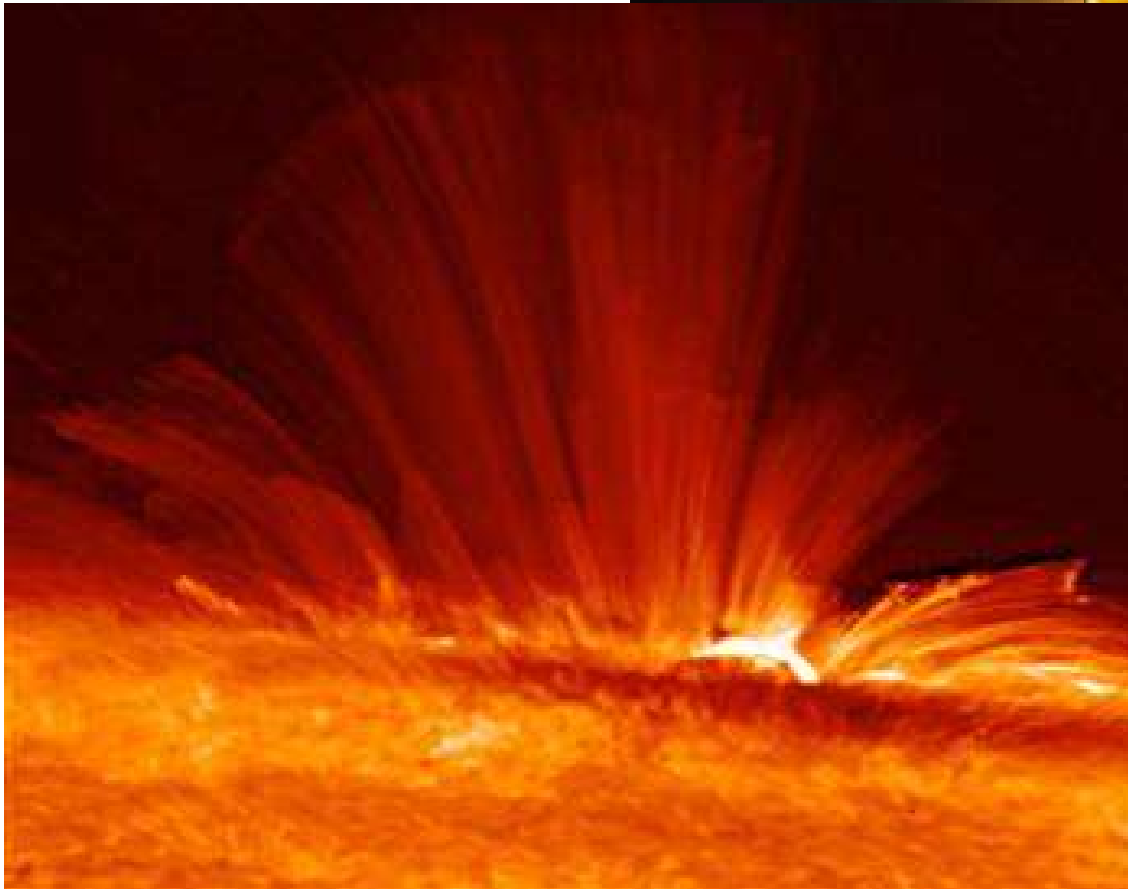
As *manchas solares* compreendem uma região central escura, denominada *sombra* e, em torno desta, uma região mais brilhante, chamada *penumbra*.

O número de manchas chega a ~250 nos máximos solares e pode baixar a zero nos mínimos.

O ciclo magnético do Sol é de 22 anos (de 11 em 11 trocam-se os pólos).



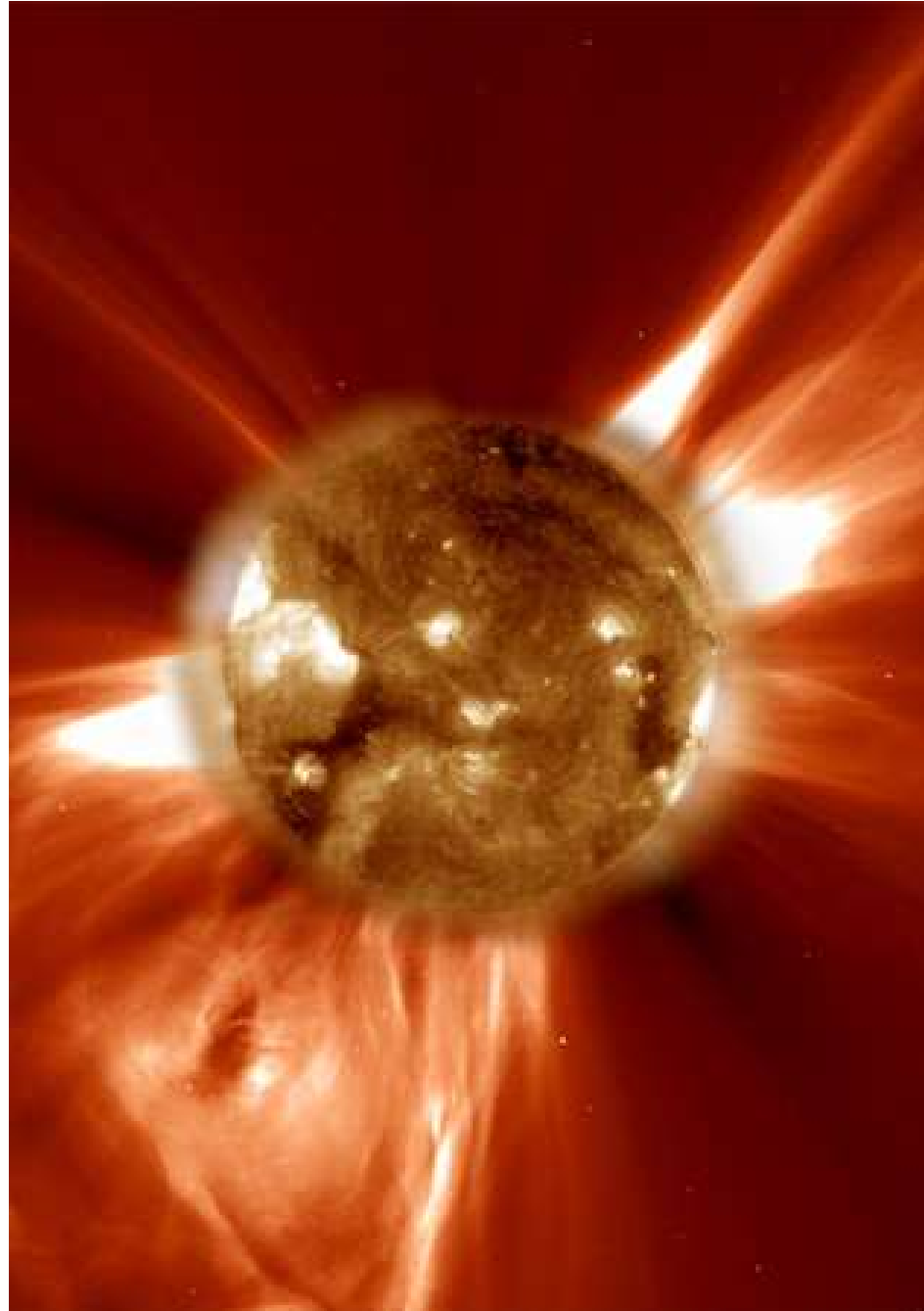
O Sol tem regiões de grande concentração magnética

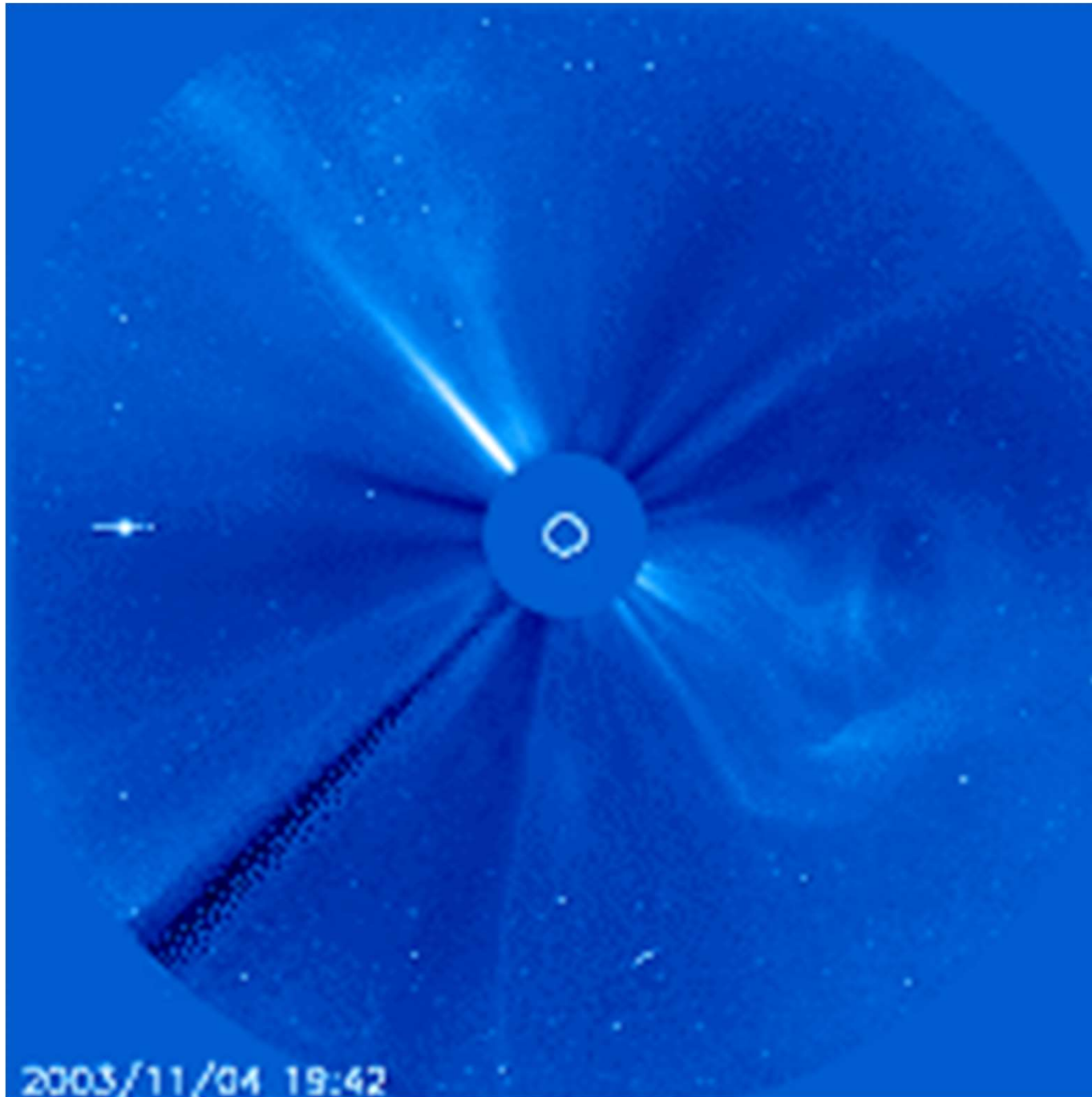


As protuberâncias são imensos jactos de gás – guiados pelas linhas do campo magnético – que podem atingir até 300 000 km de altura.

Coronal Mass Ejection

A camada mais exterior da atmosfera solar, a coroa, tem um intenso campo magnético. As linhas de campo, normalmente, são fechadas acima das manchas solares. Por vezes, no entanto, devido à exagerada torção do campo, as linhas podem “reconectar-se”, trocando-se umas com as outras. Nesse instante ocorre a libertação de bolhas ou “línguas” de plasma, as chamadas [Coronal Mass Ejection](#) (CMEs), que podem enviar para o espaço quantidades brutais de matéria de uma só vez (até 10^{14} kg).





As CMEs são uma constante no Sol (mais intensas perto dos máximos).



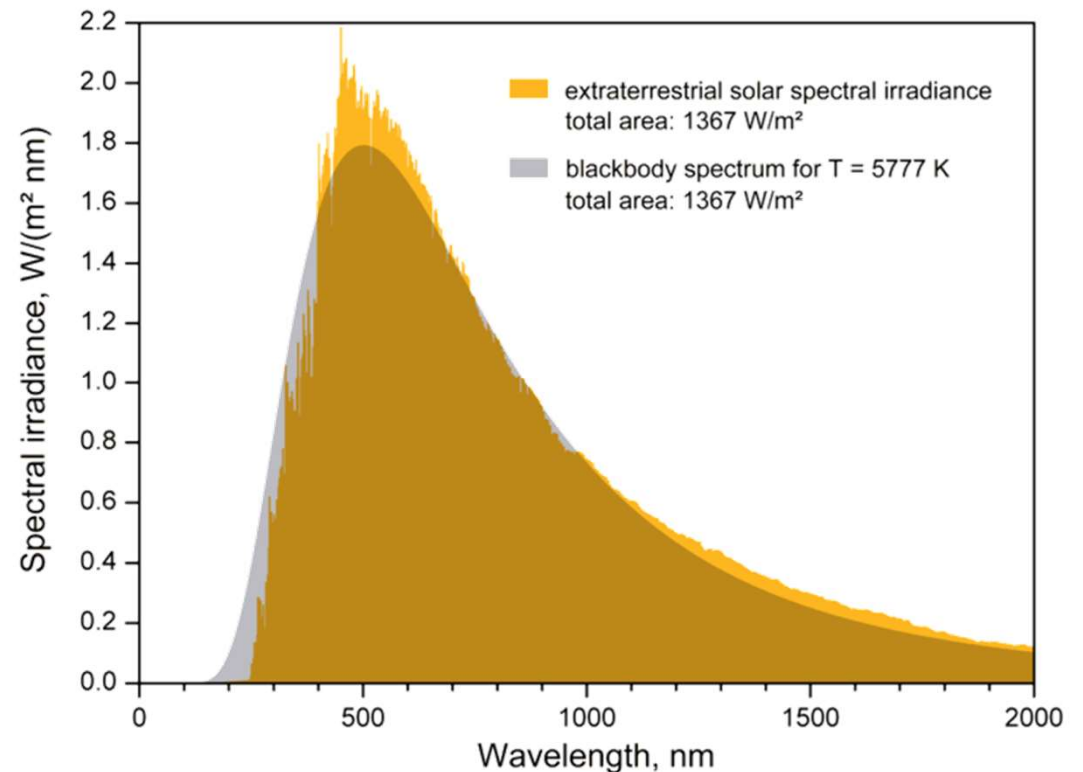
3.2 – Espectros, Luminosidades e Massas

Espectros

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

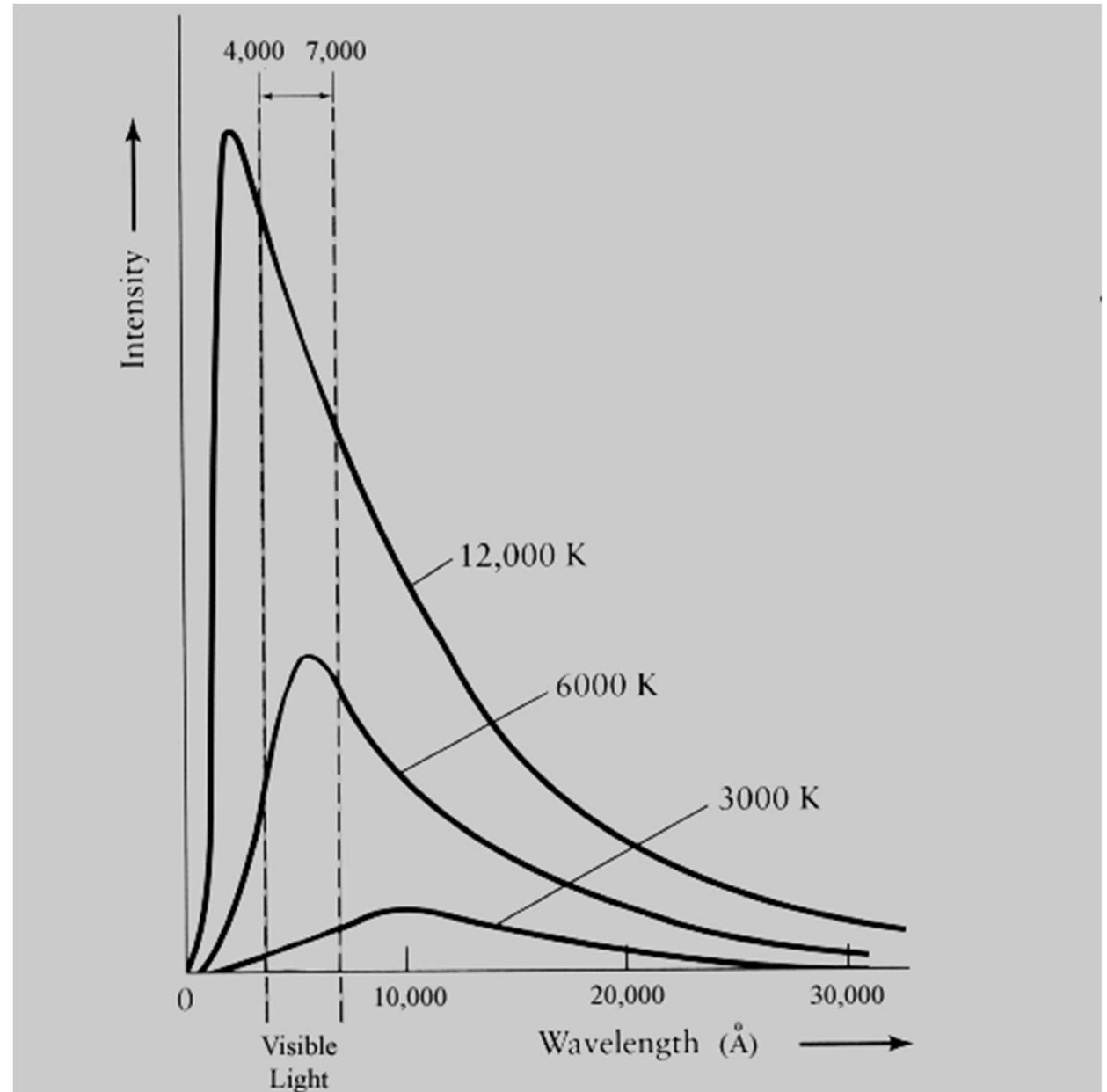
$$I(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5 (\exp(hc/k\lambda T) - 1)}$$

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



A intensidade de emissão, $I(\lambda)$, de corpos negros dada pela Lei de Planck, quando se fixam três temperaturas.

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



A divisão das estrelas nas classes espectrais OBAFGKM, consoante a sua abundância em hidrogénio, cor e, especialmente, temperatura.

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

Luminosidade

Assumindo que uma estrela se comporta como um corpo negro (termodinâmico), o seu fluxo energético (na superfície) é dado por (com T_e a temperatura efectiva – equivalente de corpo negro):

$$F = \sigma T_e^4 \text{ (W/m}^2\text{)}$$

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

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

Massas

As estrelas “normais” mais pequenas (classes M, L e T chamadas de **anãs vermelhas**) têm uma massa de $0.08 M_\odot$ (ou $80 M_J$). Objectos menos maciços do que estas não fundem hidrogénio. No entanto, podem fundir deutério até uma massa tão baixa quanto $13 M_J$. Chamam-se **anãs castanhas** a estas estrelas (classes L e T).

As estrelas mais massivas conhecidas têm 150 vezes a massa do sol. Estas são maiores, têm maior gravidade e também mais temperatura e pressão no núcleo, acelerando a fusão do hidrogénio. Produzem mais energia, mais depressa.

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

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

3.3 – Origem, evolução e morte (diagrama HR)

Origem

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



Uma região de intensa formação estelar: a Nebulosa Ómega (M17)



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

A nebulosa de Orion ($d=500$ pc) é uma autêntica maternidade. “Presentemente” tem cerca de 700 estrelas em formação.

Os pequeníssimos momentos de força existentes na grande nuvem inicial (com alguns pc de dimensão) acabam, pela conservação do momento angular, por implicar que, após o brutal colapso desta nuvem numa bem mais pequena (centenas de UA), a sua rotação seja significativa. Isto leva, por sua vez, à rápida formação de um disco (a forma mais estável), devido à elevada força centrífuga.



É nesse **disco de agregação** (no seu centro e em nódulos densos que se podem formar em outros locais) que se formam as proto-estrelas: usualmente em binários, que são ainda mais comuns que as proto-estrelas isoladas.

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

Evolução

Após iniciada a fusão dos núcleos de hidrogénio esta mantém-se durante 90% da sua vida (enquanto se encontra na **sequência principal** no diagrama HR).

Numa fase final, esgotado o hidrogénio, as estrelas passam a consumir hélio. Como a pressão de radiação originada pelas bem mais energéticas reações aumenta substancialmente, as camadas exteriores da estrela expandem. Esta passa a **gigante** ou **supergigante vermelha**.

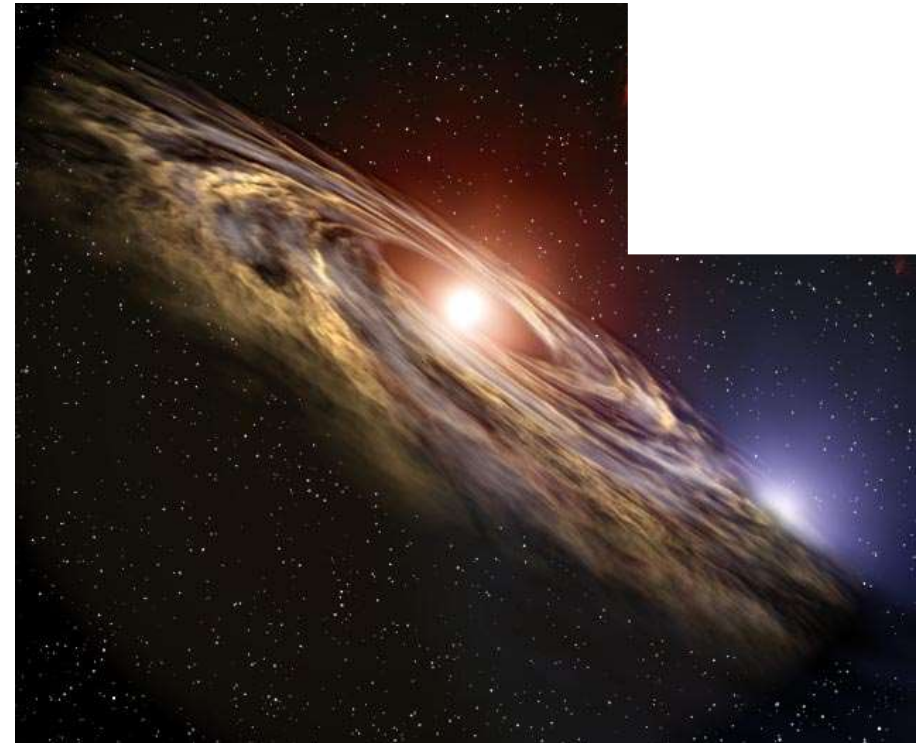


Imagem artística de um disco de agregação e formação de uma estrela dupla (como é típico).

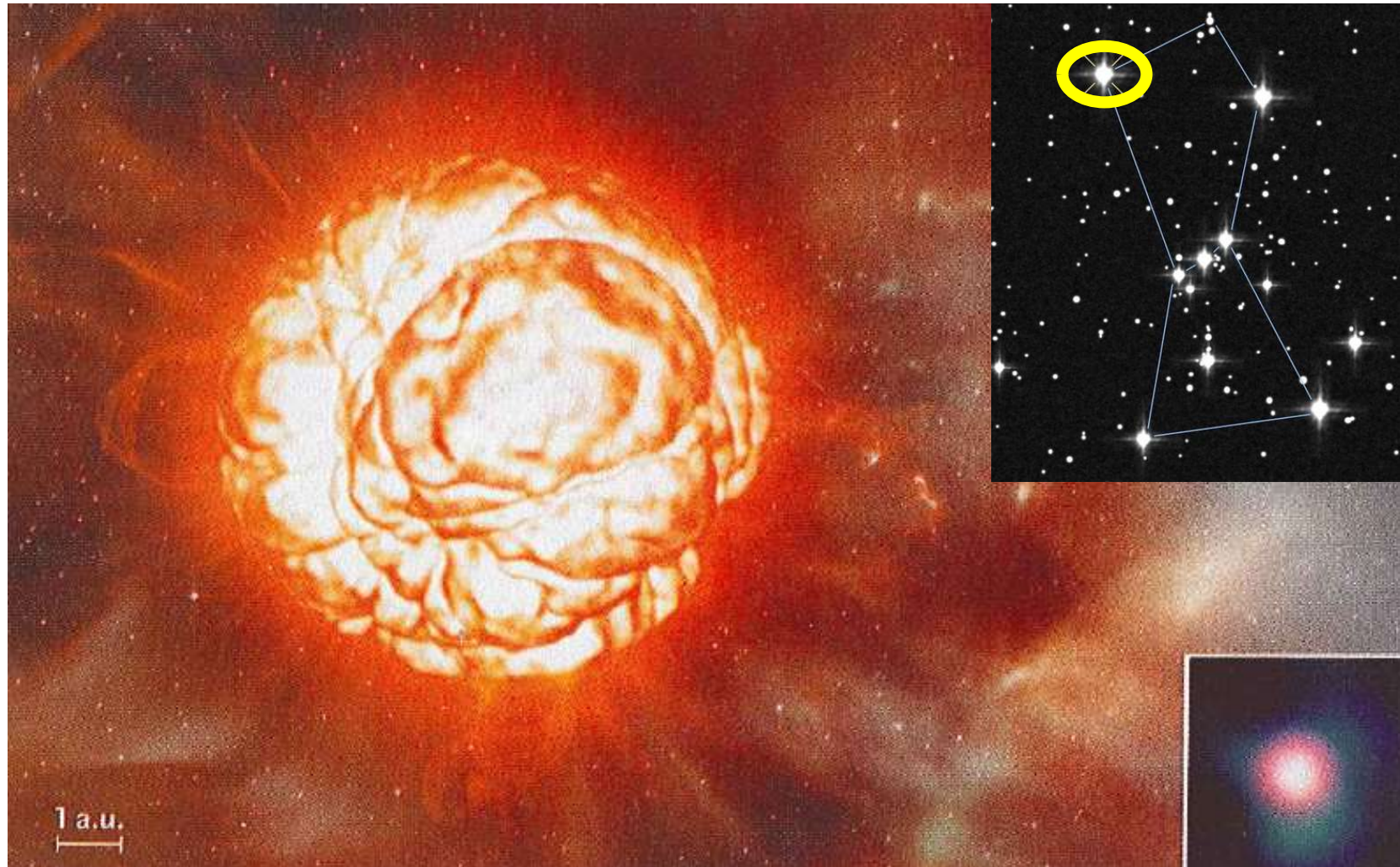
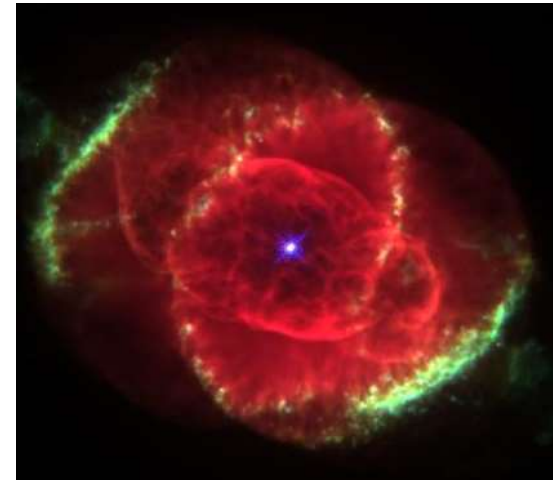
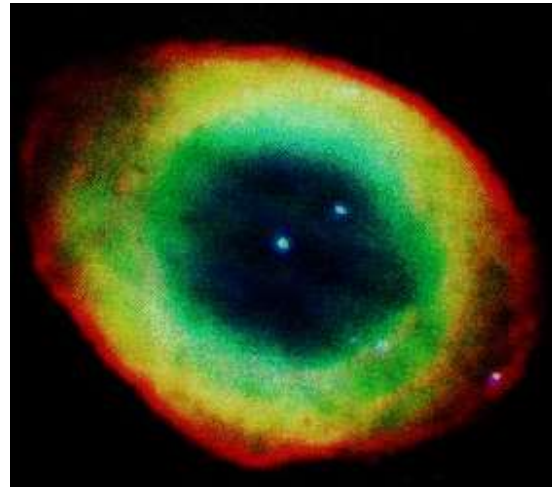


Imagem artística da estrela Betelgeuse (de Orion), uma supergigante. O modelo é baseado na imagem real à direita, tirada com um dos telescópios do VLT do ESO (com óptica adaptativa).



$0.5 M_{\odot} < M < 8 M_{\odot}$



Duas nebulosas planetárias: Anel e Olho de Gato.

$M > 8 M_{\odot}$



Dois Restos de Supernova: Caranguejo e Vela.

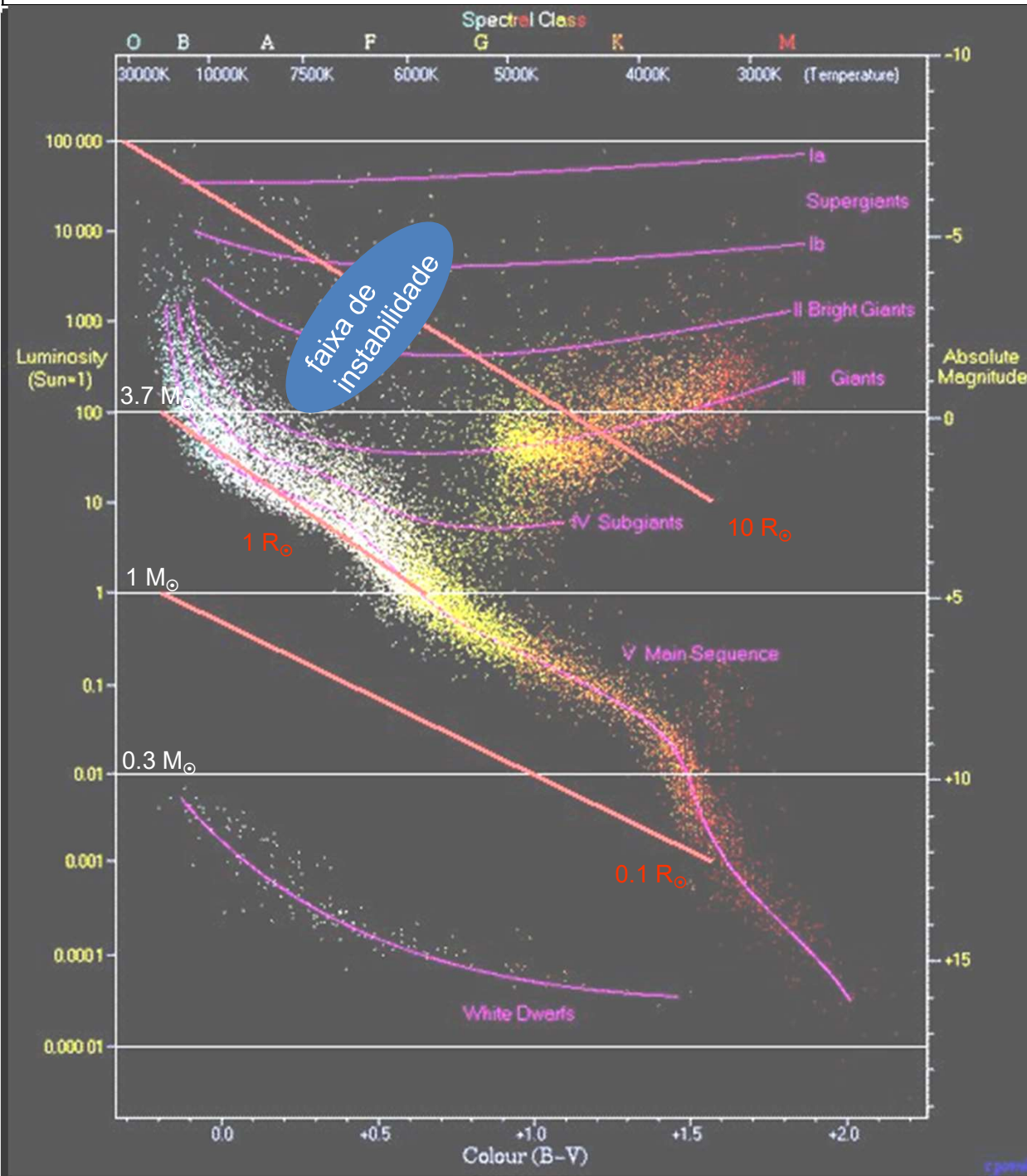


Diagrama HR (Hertzsprung-Russell)

Conhecendo a distância a milhares de estrelas, conhecemos a sua luminosidade. Recorrendo a espectrómetros obtemos a sua “composição” e temperatura (por ajuste de Curva de Corpo Negro).

Obtém-se, assim, um dos diagramas mais famosos da Astronomia, o de Hertzsprung-Russell (H-R).

O diagrama H-R

(~22000 estrelas do catálogo do Hipparcus).

A *luminosidade* tem uma relação (empírica) directa com a *massa* (estrelas de seq.principal).

A *luminosidade* e a *temperatura* de uma estrela relacionam-se com o seu *raio*.

Uma *faixa de instabilidade* existe, onde se encontram todas as estrelas variáveis.

3.4 As reacções nucleares

No centro das estrelas, as elevadas temperatura, densidade e pressão permitem reacções nucleares de **fusão** em cadeia, geradoras de energia.

A cadeia dominante em estrelas mais frias do que o Sol é denominada **protão-protão** ou **pp** ($D \equiv {}^2\text{H}^+$):

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

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

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

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

3.5 – Estrelas Binárias, Variáveis, Cataclísmicas e outras

A maioria das estrelas forma-se num binário: sistema duplo gravitacional, em que ambas rodam em torno de um centro de massa comum, localizado no espaço entre elas. Como, na prática, as estrelas binárias podem ser vistas como variáveis, vamos definir estas em classes, dentro do grupo de estrelas variáveis **extrínsecas**.

Estrelas Variáveis são aquelas que variam de brilho conforme o tempo, podendo ser periódicas ou não. Encontram-se numa região peculiar do diagrama HR, chamada **faixa de instabilidade**, localizada perto da zona das gigantes. A tabela ao lado sumaria os tipos principais.

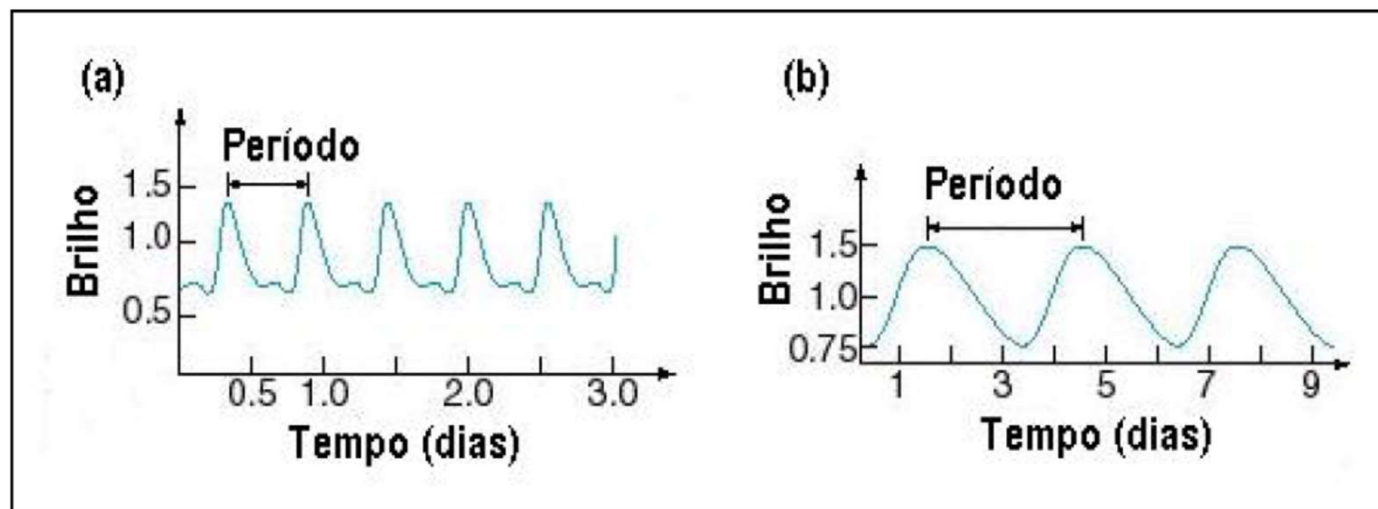
Grupo	Classes
Intrínsecas	<p>Pulsantes</p> <p>Cefeide RR Lyrae</p> <p>Eruptivas (cataclísmicas)</p> <p>Nova (clássica) Nova recorrente Nova anã Supernova</p>
Extrínsecas (binárias)	<p>Visuais</p> <p>Astrométricas</p> <p>Espectroscópicas</p> <p>Eclipsantes</p>

Pulsantes

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

O período de pulsação das variáveis **RR Lyrae** varia entre 12 e 24 horas, enquanto o das **Cefeides** vai de 1 a 100 dias.

São ambas fundamentais no estabelecimento da “**escada das distâncias**” que veremos na Secção 6.4.

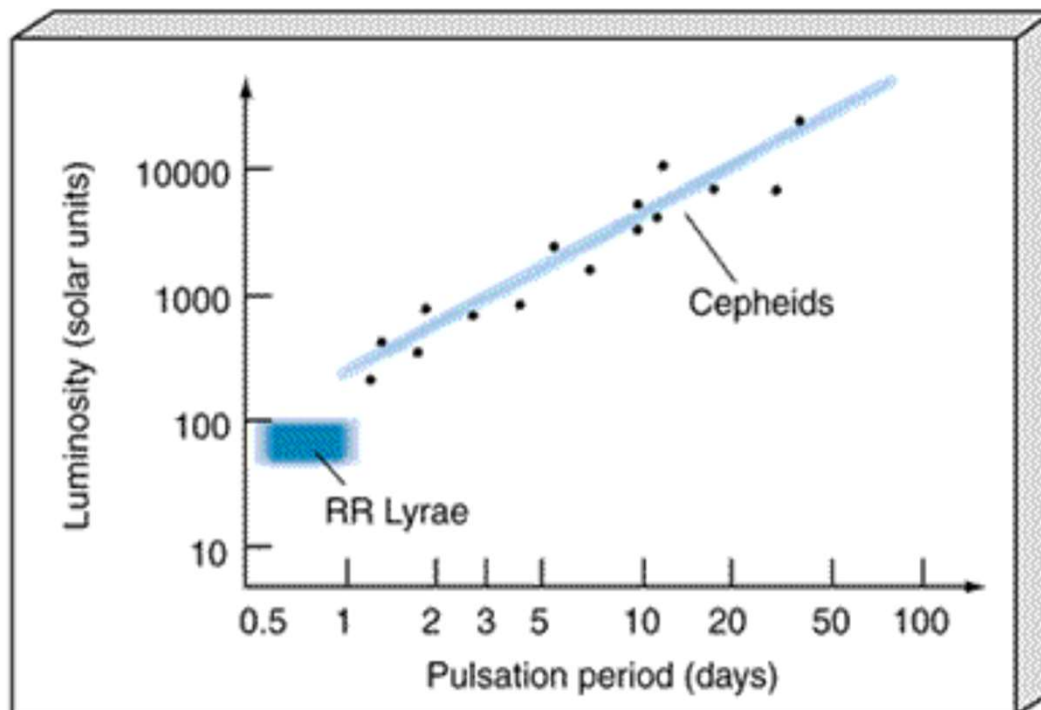


Curvas de luz para: (a) variável RR Lyrae; (b) Cefeide.

O uso das RR Lyrae como indicador de distância é mais restrito que o das Cefeides visto que estas têm magnitudes absolutas intrínsecas $-6 < M_v < -1$ sendo, portanto, mais luminosas que as RR Lyrae ($M_v \sim -0.6$). Podem, assim, ser identificadas a maiores distâncias. No entanto, por terem todas, aproximadamente, a mesma grandeza absoluta, a luminosidade das últimas pode ser calculada facilmente:

$$M_v - M_o = -2.5 \log (L/L_o) \Leftrightarrow 0.6 - 4.7 = -2.5 \log (L/L_o) \Leftrightarrow (L/L_o) = 10^{(-4.1/-2.5)} \approx 10^{1.64} \approx 44 \sim 100$$

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



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

Eruptivas (cataclísmicas)

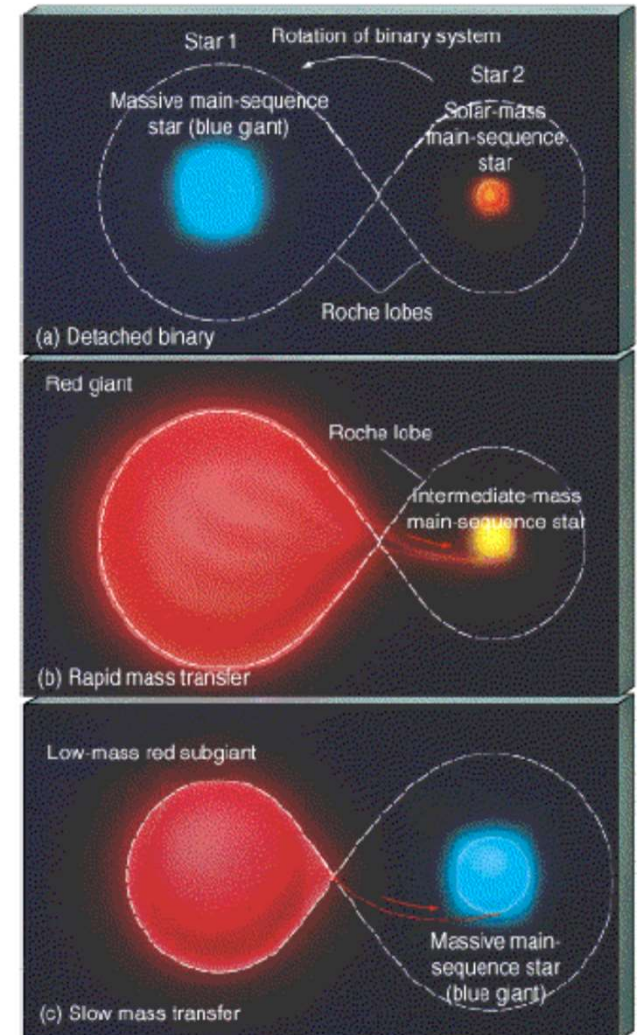
Este tipo de variável exhibe uma significativa e rápida mudança na sua luminosidade (devido a violentas explosões causadas por processos termonucleares internos da estrela ou nas camadas mais superficiais).

Começemos por definir:

Lobo de Roche: uma região tridimensional definida quando se considera a gravidade efectiva num binário de estrelas (ou seja, não só a força gravítica, mas também a centrífuga).

Ponto de Lagrange (L1): é o ponto que une as duas partes de um Lobo de Roche, onde a gravidade efectiva é zero.

Um exemplo, para ilustrar a relevância do Lobo de Roche (região em forma de 8) e do ponto L1 (no meio do "8") num binário de estrelas. Originalmente, a estrela 2 tinha $1.2 M_{\odot}$ enquanto a estrela 1 tinha $3 M_{\odot}$. Quando esta cresce para gigante vermelha enche o seu lado do Lobo de Roche e, através de L1, inicia-se a transferência de massa da estrela 1 para a estrela 2. A transferência pode ser tanta que a estrela 2 se torne a mais massiva das duas. Ambas evoluem de forma artificial (a estrela 1 vê a sua evolução atrasada e a 2 vê-a acelerada).



Numa estrela dupla, ou estrela binária, quando uma das estrelas evolui mais depressa e chega, antes da outra, à fase de **anã branca**, esta pode captar gás da vizinha (quando esta, finalmente, chega à fase de gigante vermelha e enche o Lobo de Roche), eventualmente originando uma estrela **nova**, graças a explosões termo-nucleares no **disco de agregação**. Pode, mesmo, se a energia da explosão for muito elevada, dar-se uma explosão em **supernova** de tipo Ia (com silício e com hélio no espectro).

A acumulação de massa no disco de agregação e, especialmente, a fricção hidrodinâmica entre as partículas em rotação, leva ao aquecimento destas, podendo chegar-se a temperaturas $\sim 10^7$ K. Começa, então, a fusão do hidrogênio em hélio (nessa região do disco) e surge ejeção de plasma a velocidades de ~ 1000 - 2000 km/s. A consequência é o brutal aumento da luminosidade do sistema de uma só vez, de uma forma explosiva.

Há **quatro** sub-classes que podem surgir devido a este fenómeno:

Se o aumento da luminosidade é de, aproximadamente, 10 vezes chamamos ao sistema de **nova anã** (quasi-periódica – é sempre recorrente). Se o aumento é de cerca de 10000 vezes chamamos ao sistema **nova clássica**. Em algumas situações a ejeção de matéria recomeça, depois de algum tempo (quando a explosão não é destrutiva para o sistema): temos, então, uma **nova recorrente**. É possível que todas as novas clássicas sejam recorrentes.

As explosões em **supernova** de tipo Ia (que são, claro, destrutivas para o sistema) surgem quando a temperatura do disco chega aos 10^8 K ou mais.

As explosões em supernova de tipo Ib (sem silício), Ic (sem silício e sem hélio) e II (com hidrogénio) correspondem ao final da vida de estrelas com $M > 8M_{\odot}$ (como visto na Secção 3.3).

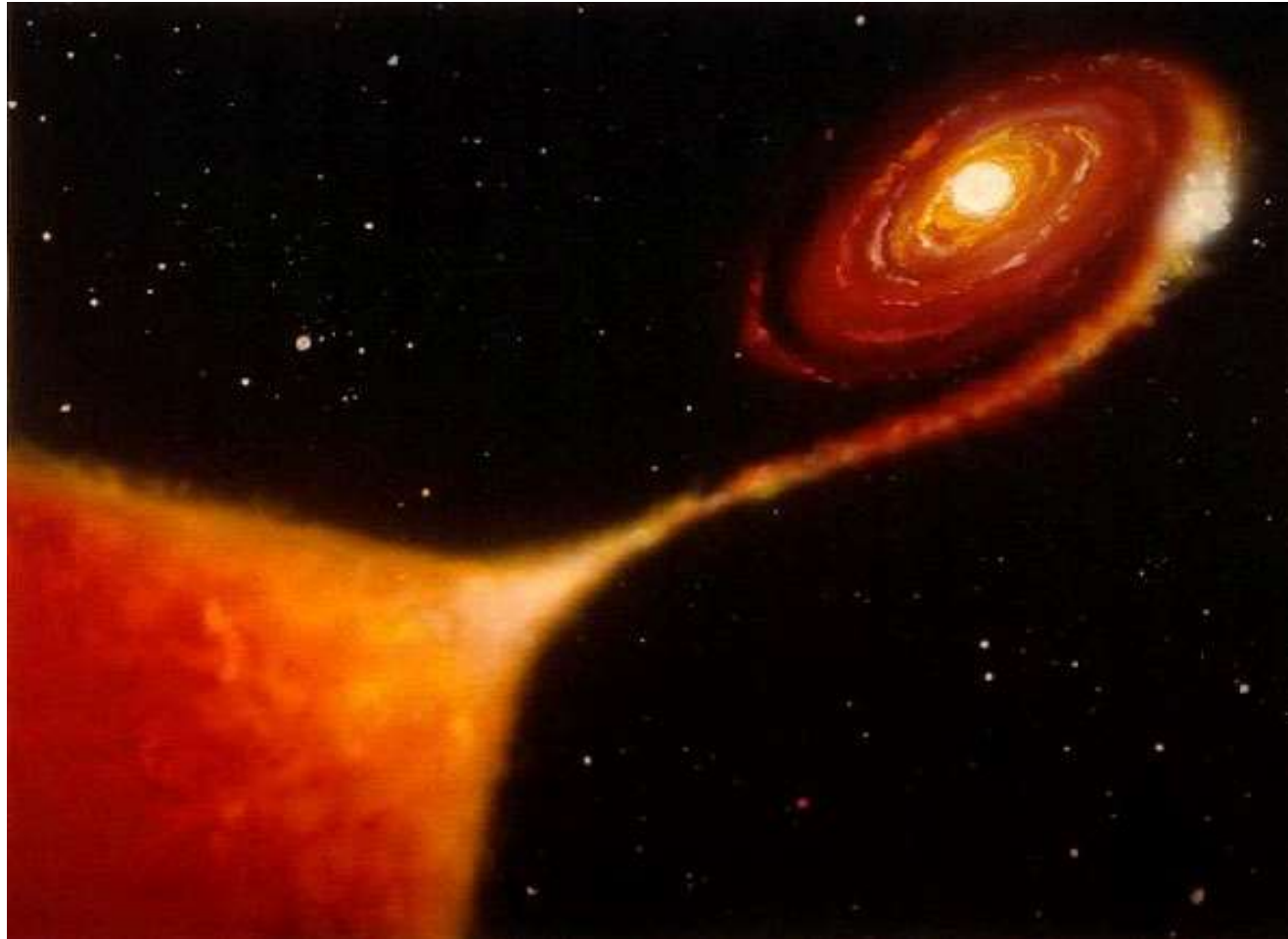
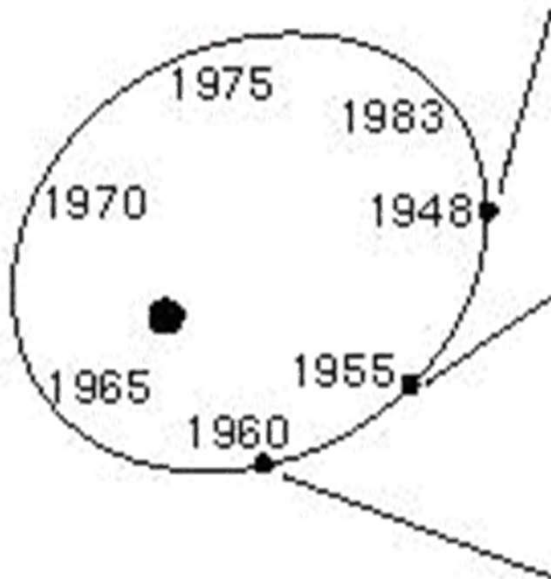


Imagem artística de uma anã branca a agregar matéria (via disco de agregação) de uma gigante vermelha, sua companheira. Note-se o aquecimento no disco (ponto branco).

Visuais

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

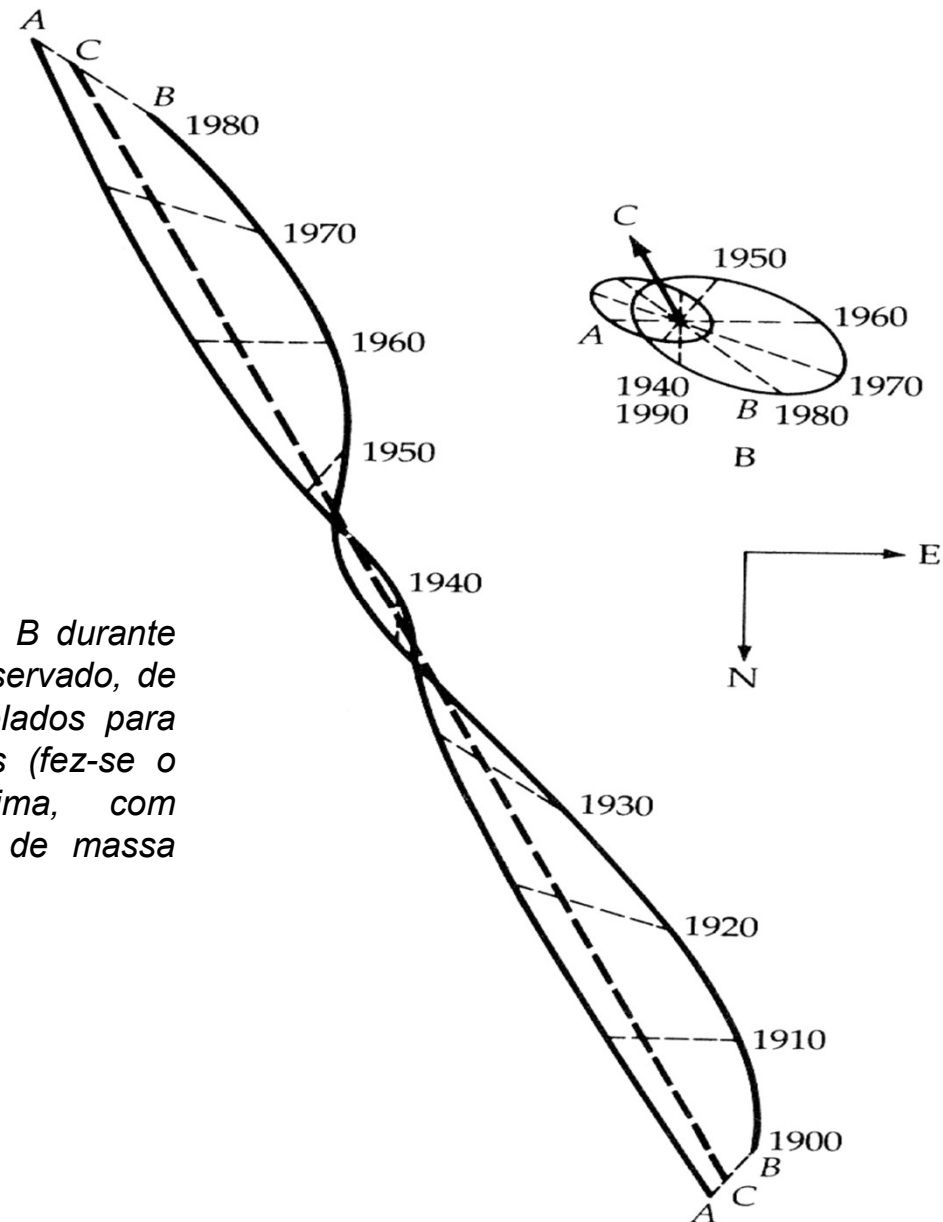


Os períodos e as separações das estrelas binárias podem ser medidos directamente (binário visual). Na imagem, o binário Kruger 60, apresentando-se, também, o movimento relativo da componente mais pequena em relação à maior.

Astrométricas

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

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



Espectroscópicas

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

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

Eclipsantes

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

