



Universidade Federal do ABC

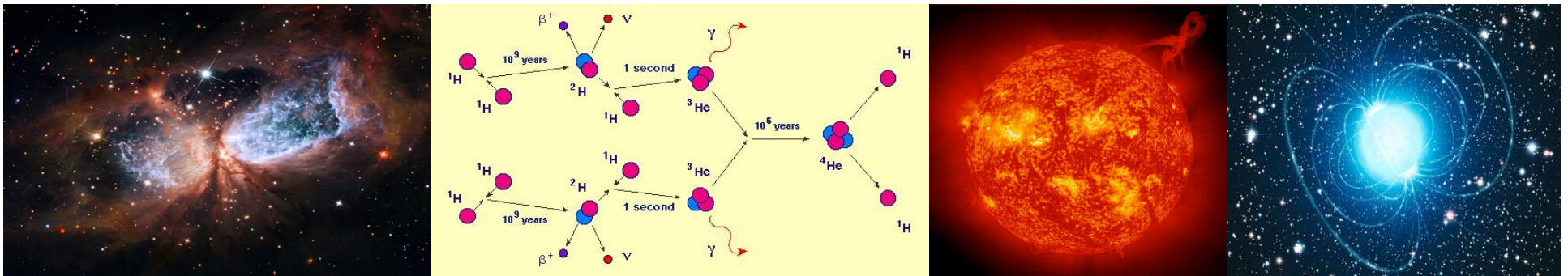
# Introdução à Física Estelar

## 9. O Sol

Prof. Pieter Westera

[pieter.westera@ufabc.edu.br](mailto:pieter.westera@ufabc.edu.br)

<http://professor.ufabc.edu.br/~pieter.westera/Estelar.html>



# O Sol

Símbolo ☉

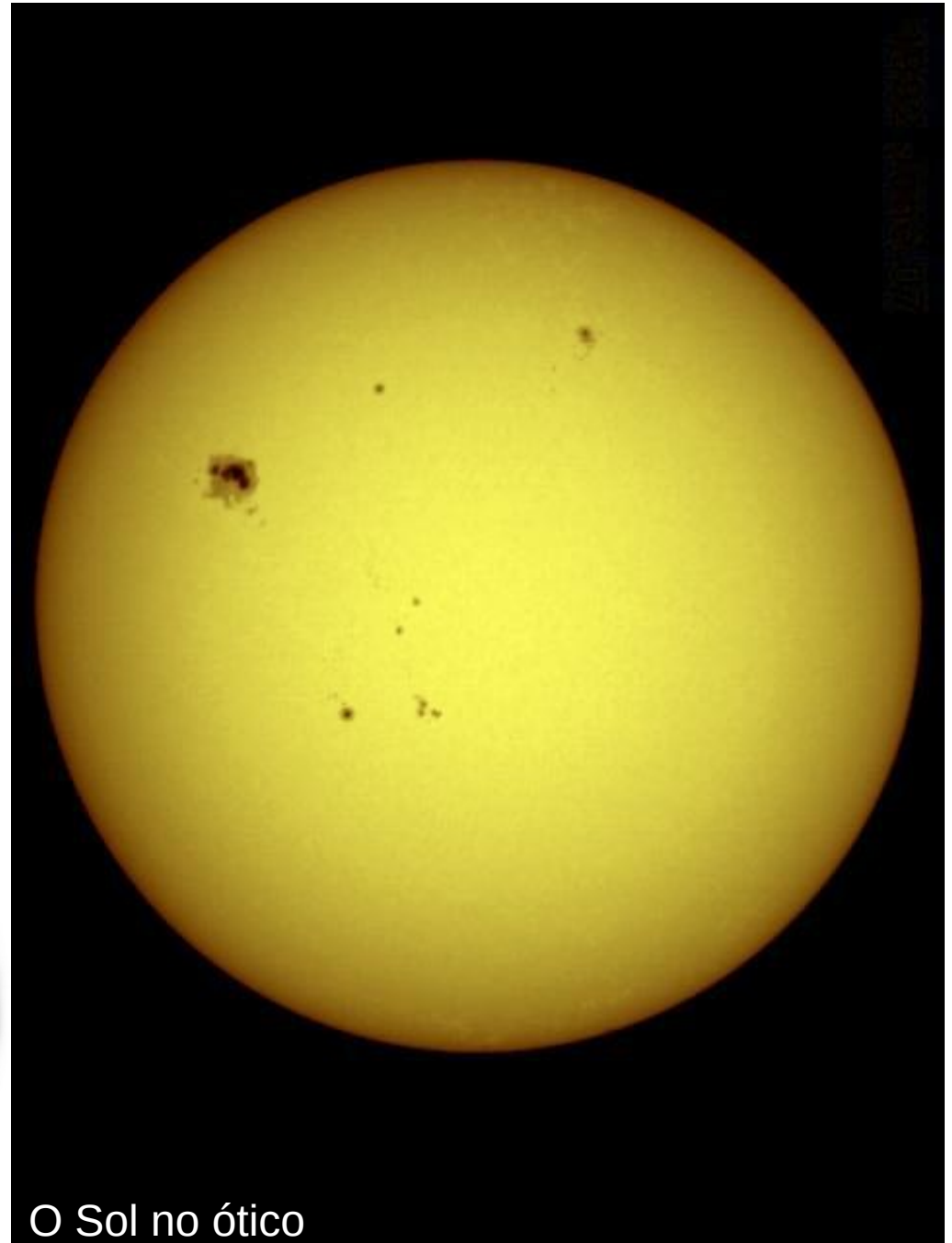
Associado com centenas de deidades em muitas culturas.



Helios, deus grego do Sol



deus Inca do Sol



O Sol no ótico

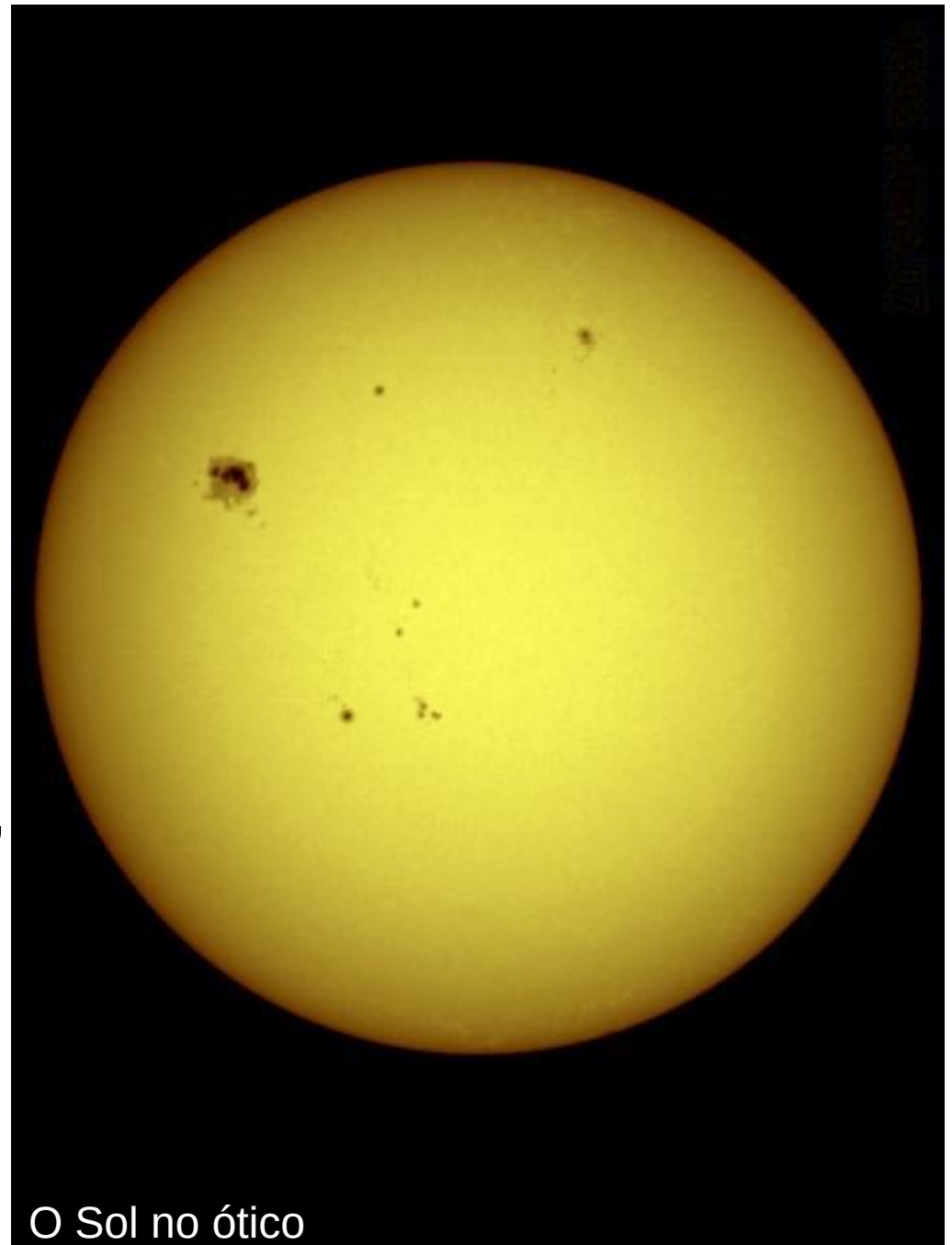
# O Sol

## Estrela Central do Sistema Solar:

A uma distância de  
1 AU  $\approx$  150 mio. km  
 $\approx$  8.3 minutos-luz da Terra

$$m_V = -26.7, M_V = +4.8$$

Diâmetro de 1 390 000 km,  
108 vezes o da Terra  
10 vezes o de Júpiter  
Volume = 1.3 mio.  $V_{\text{Terra}}$



O Sol no ótico

# O Sol

$$M_{\odot} = 1.989 \cdot 10^{30} \text{ kg}$$

$$= 333\,000 M_{\text{Terra}}$$

$$= 1047 M_{\text{Jupiter}}$$

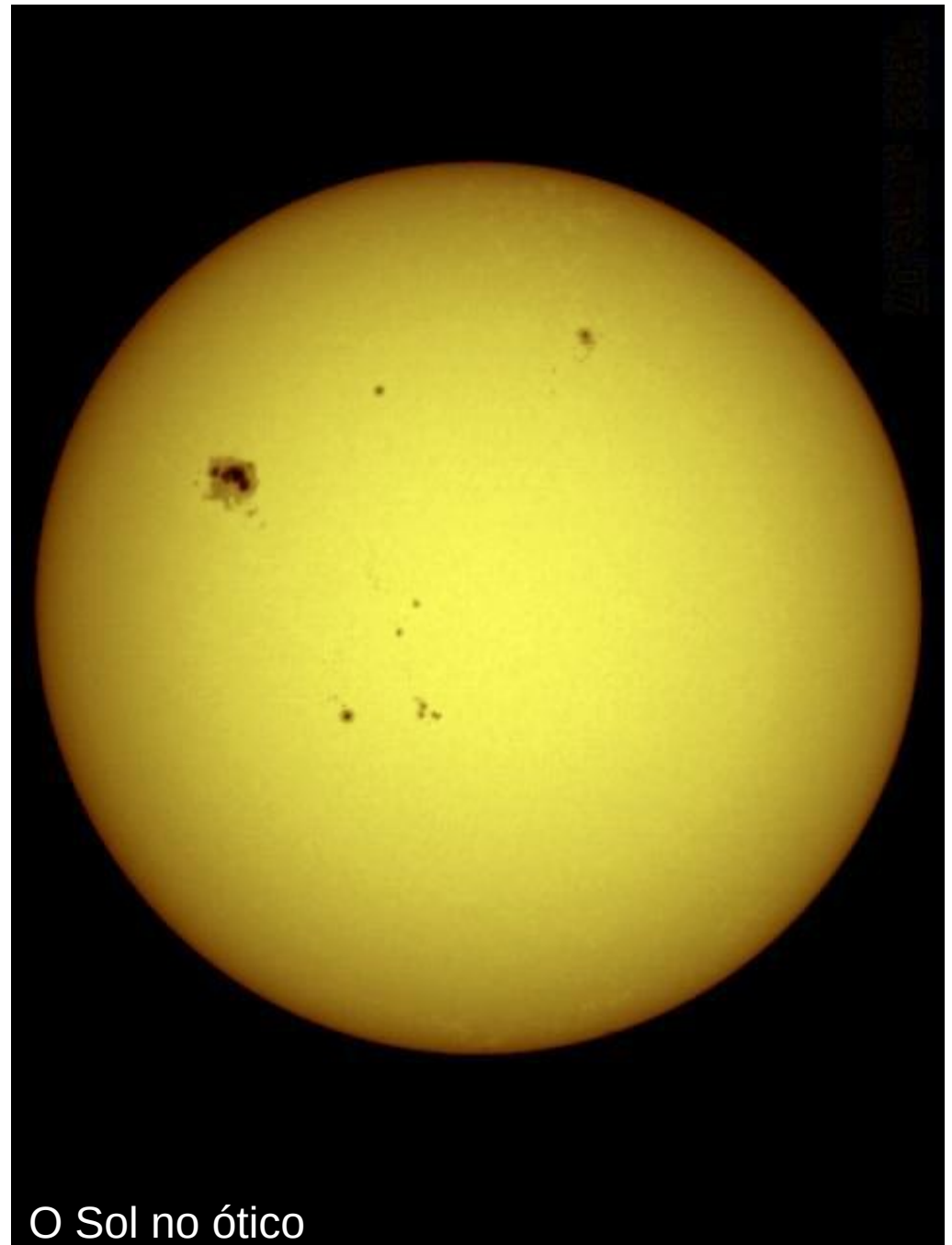
$$= 99.85 \% \text{ de } M_{\text{SS}}$$

dens. média:  $1410 \text{ kg/m}^3$

temperatura na superfície:

$$5504 \text{ }^{\circ}\text{C} = 5777 \text{ K}$$

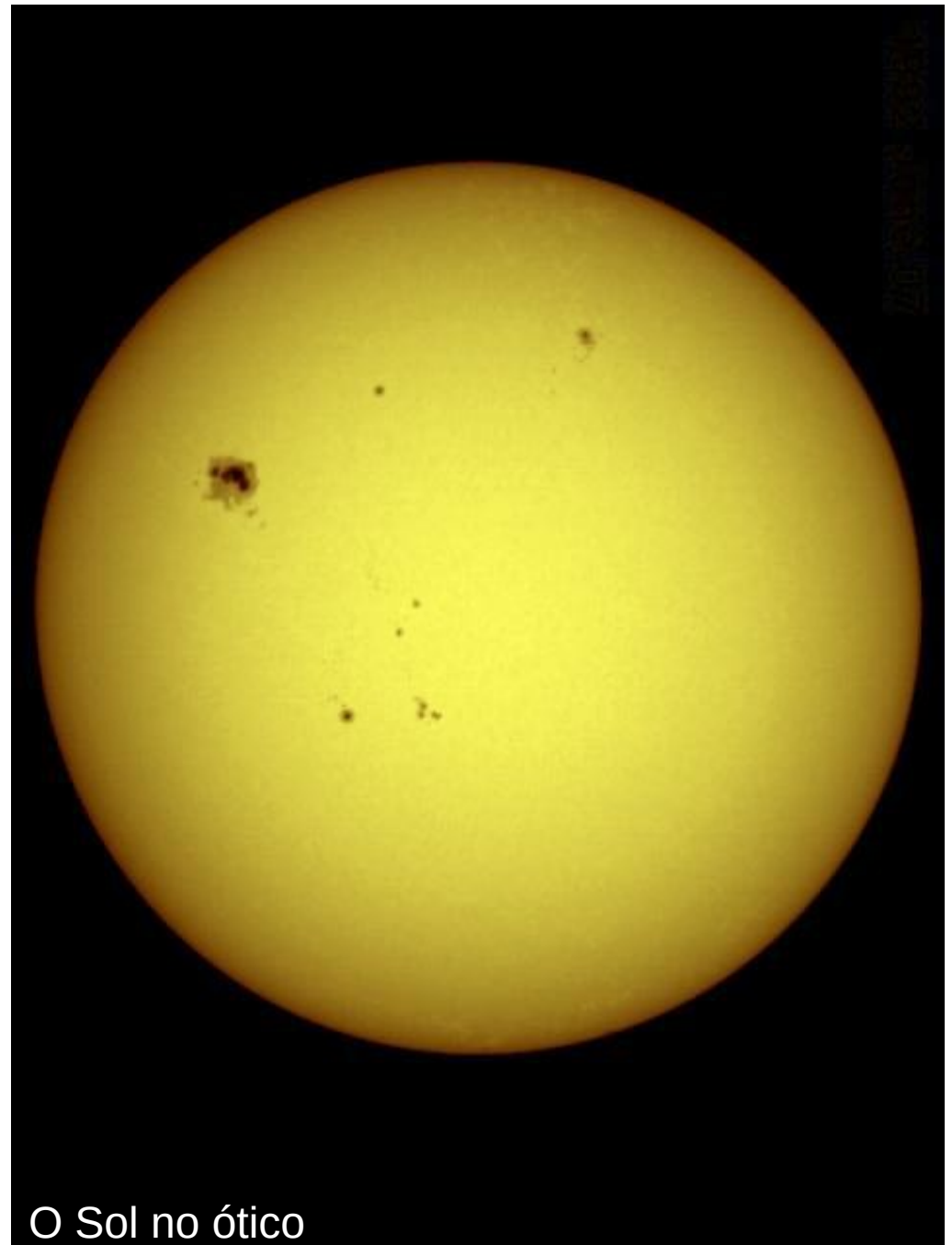
Fornece ~**toda a luz e energia** ( $3.9 \cdot 10^{26} \text{ W}$ )  
do **Sistema Solar**



O Sol no ótico

# O Sol

O Sol é uma estrela da **Sequência Principal** (=> aulas sobre Evolução Estelar) do tipo espectral G2, e tem uma **composição química** de  $X \approx 0.74$ ,  $Y \approx 0.24$  e  $Z \approx 0.02$



O Sol no ótico

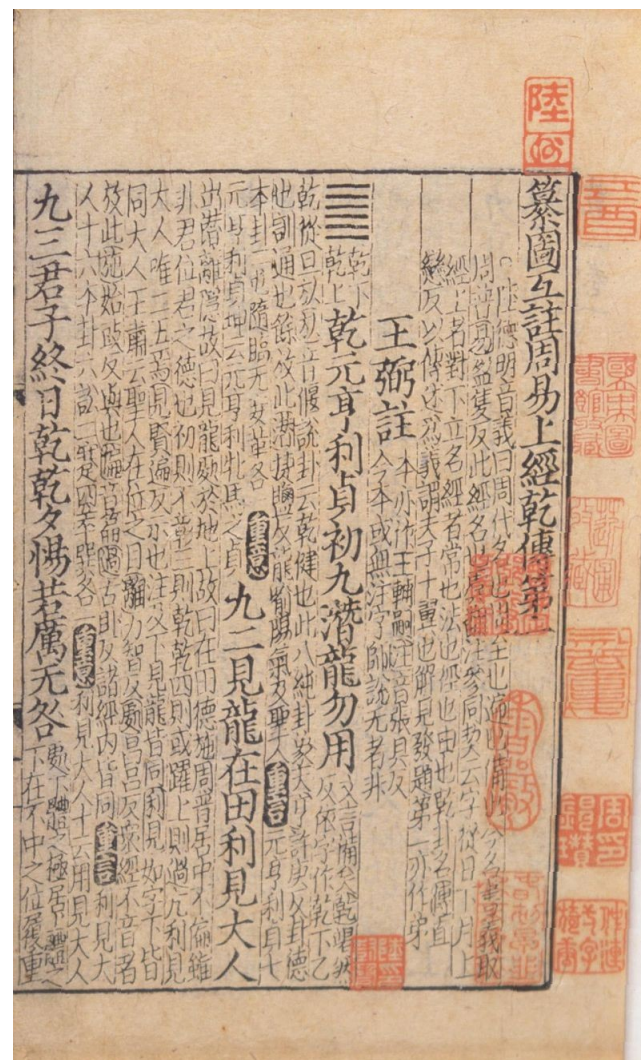
# Observações do Sol

**Atividade solar** já foi observada na **Babilônia** (8<sup>o</sup> século a. C.).

O mais antigo registro conhecido da uma observação de **manchas solares** se encontra no **I Ching** (Livro das Mutações, ~800 a. C.).

**Leão, o Diácono**, historiador e cronista bizantino observou pela primeira vez a **coroa solar** durante um **eclipse total** (968).

Outro eclipse revelou **proeminências** (Crónica de Novgorod, 1185)

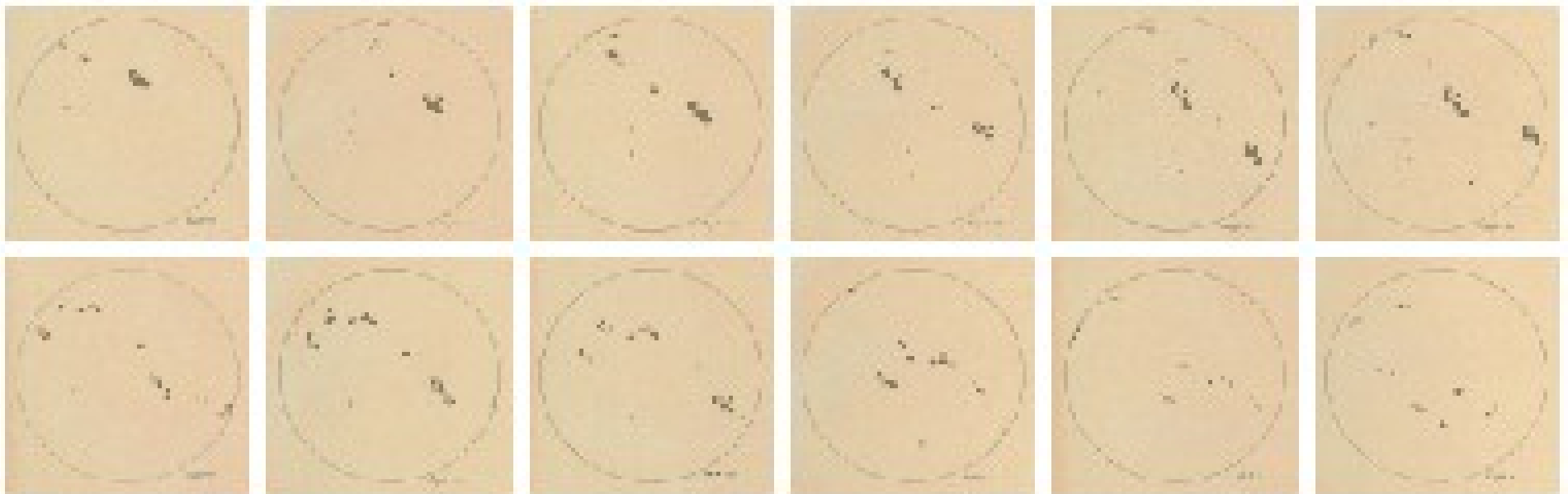


Primeira página do I Ching

# Observações do Sol

Giordano Bruno e Johannes Kepler sugeriram, e Galileu observou, em 1613, a **rotação** do Sol, observando as **manchas solares**.

## Desenhos originais de Galileu



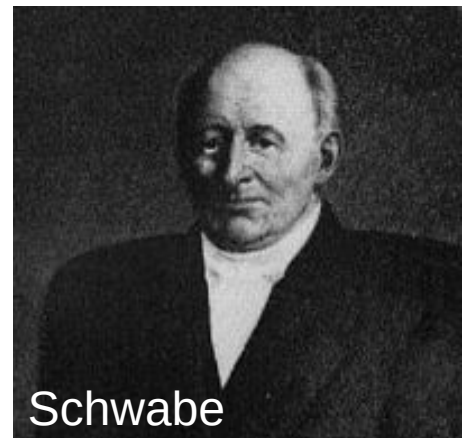
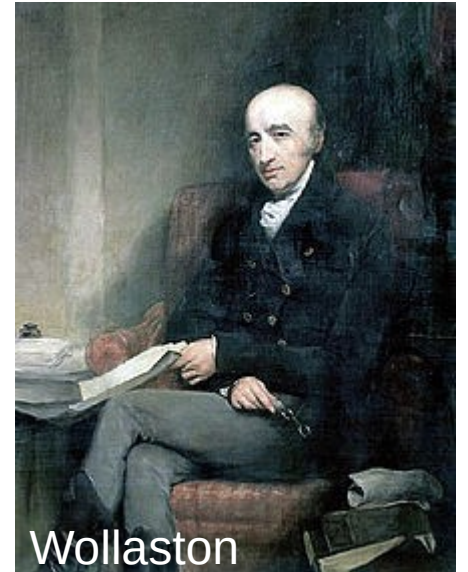
<http://www.youtube.com/watch?v=UkDpZm7oOYk>

# Observações do Sol

Em 1817, **William Hyde Wollaston** encontrou **linhas escuras** no **espectro** do Sol, quando luz solar passa por um **prisma**.

Mais tarde, **Joseph von Fraunhofer** descobriu estas linhas de absorção também, hoje conhecidas como **linhas de Fraunhofer**.

Por contagens de manchas solares entre 1826 e 1843, **Samuel Heinrich Schwabe** descobriu o **ciclo solar**.



# Observações do Sol

A primeira **fotografia** do Sol foi tirada em 1845, por **Louis Fizeau** e **Léon Foucault** (o mesmo do pêndulo).



Fizeau e Foucault

Em 1894, **Edward Maunder** identificou um **período** de **baixa atividade solar**, que tinha ocorrido de 1645 a 1717, hoje chamado **mínimo de Maunder**.



Maunder

# Observações do Sol

Na primeira metade do século 20, **Horace Babcock** com seu pai **Harold** mostraram a natureza **magnética** da **superfície** do Sol.

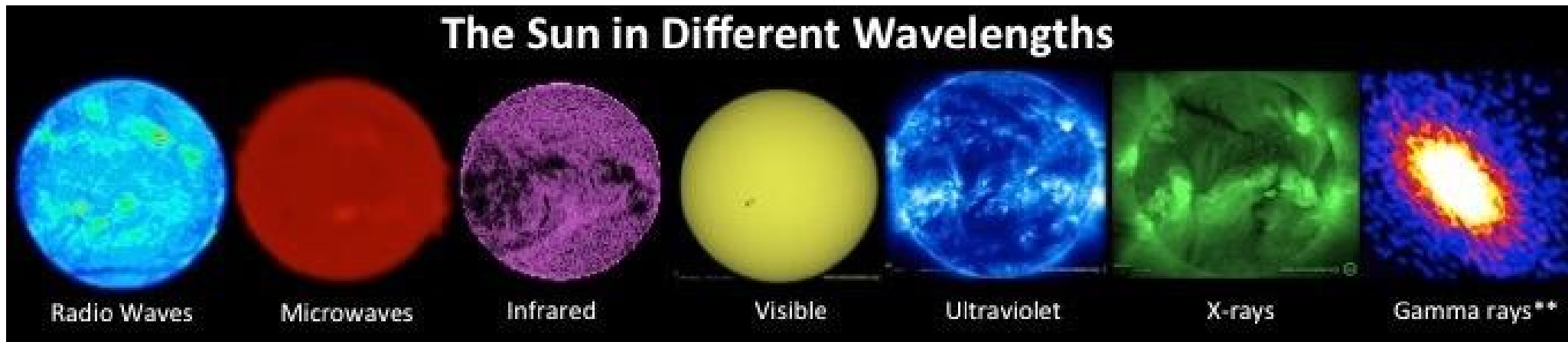
Em 1961, **Babcock** filho apresentou o **Modelo de Babcock** (=> final desta aula), um modelo qualitativo da **dinâmica** da estrela central do Sistema Solar.



Horace Babcock

# Observações do Sol

Hoje, o Sol é observado em **todas** as **faixas espectrais**, cada uma revelando aspectos diferentes.



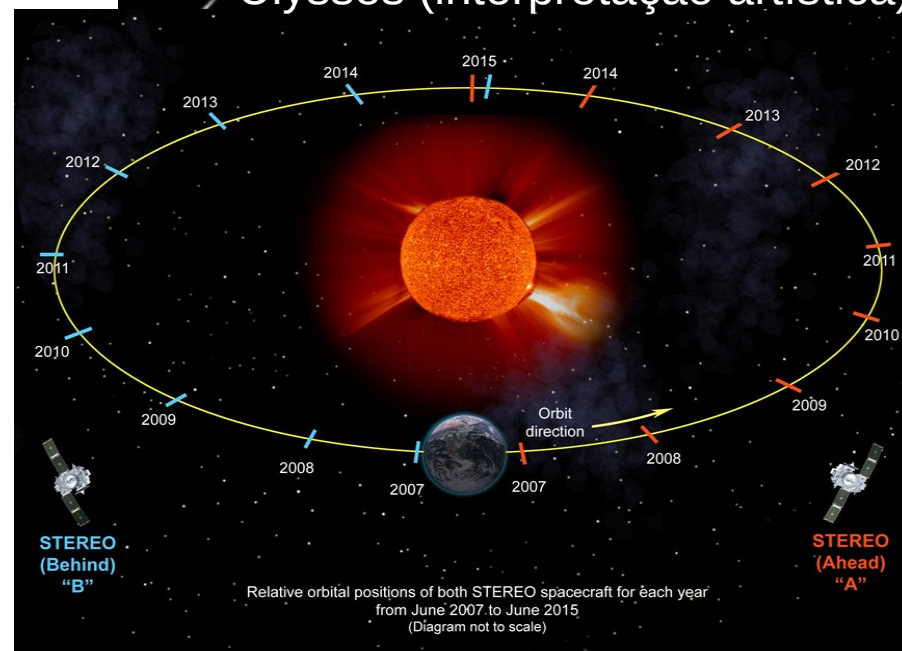
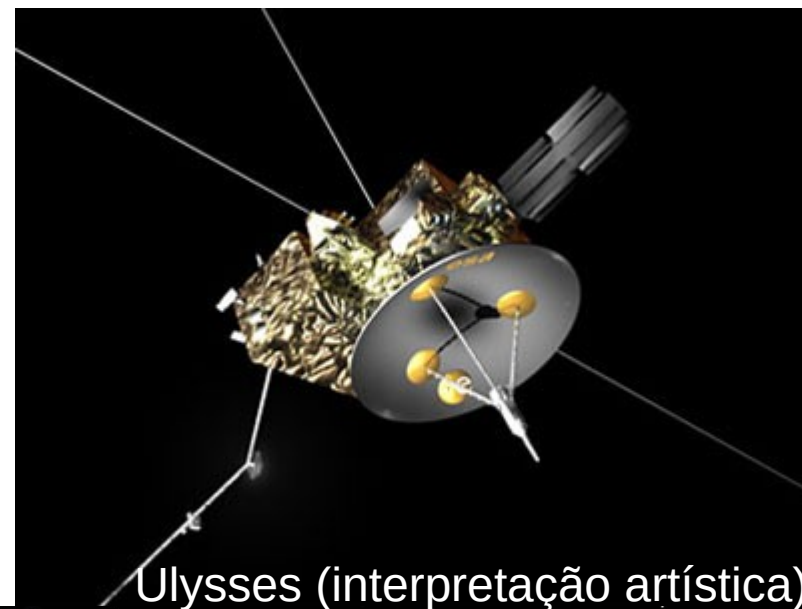
# Sondas para o Sol

Já que o Sol é muito brilhante, ele pode bem ser observado a partir da Terra e de satélites perto da Terra, tal que as missões para o Sol são poucas.

Até agora

**Ulysses**, lançado 1990, orbitou o Sol de 1994 até hoje em uma órbita polar, parou a comunicação em 2009, examinou o campo magnético solar, o plasma do vento solar e raios cósmicos Galácticos.

**STEREO** (Solar TERrestrial RELations Observatory), lançados 2006, 2 orbitadores gêmeos, estão gerando imagens estereoscópicas e coletando dados 3D sobre o Sol e ejeções de massa coronal.



# Sondas para o Sol

## Sondas futuras

**Parker Solar Probe**, lançado 12/08/2018, orbitando o Sol, se aproxima ao Sol para fazer medidas diretas das partículas e energia provindas da coroa solar. em 2024 chegou a 6.1 mi km (8.8 raios solares) da estrela.

Também é o objeto mais rápido já consruído por humanos (191 km/s no periélio)

**Solar Orbiter**, lançado em 2020, está orbitando o Sol (0.28 AU ou  $\sim 60 R_{\odot}$ ) para estudar como o Sol cria e controla a sua heliosfera.

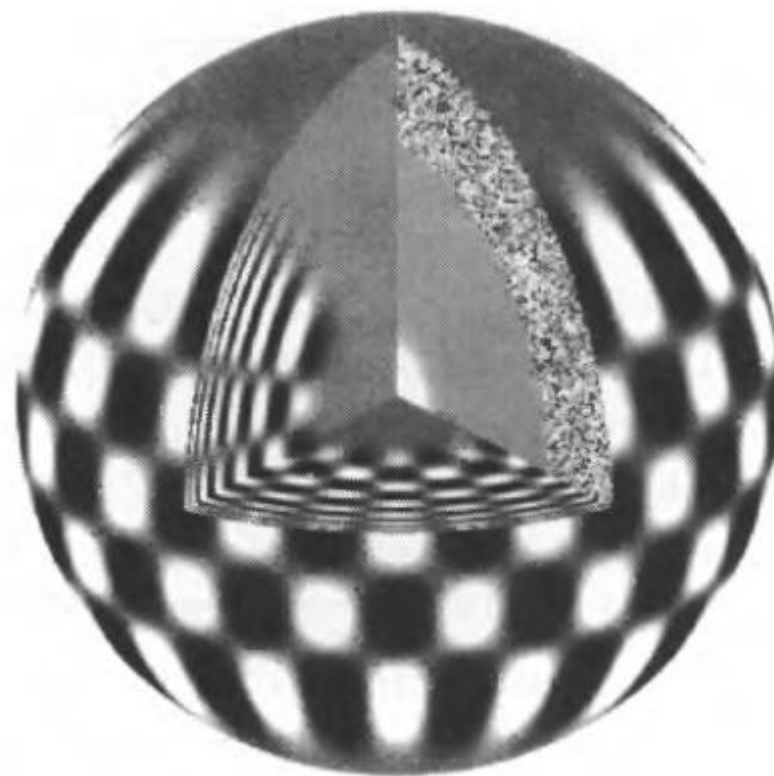
**Solar Sentinels**, proposto 2006, 6 sondas, 4 destas orbitarão o Sol a 0.25 AU, 1 orbitará a Terra e 1 "seguindo" a Terra, cancelado



# Helioseismologia

Outra fonte de informação, dando informações sobre a **estrutura interna** é a **helioseismologia**, o estudo de **ondas de pressão** propagando-se pela estrela, que podem ser observadas pelo **efeito Doppler** quando chegam na **superfície**.

São oscilações com períodos da ordem de 5 minutos e velocidades de  $\leq 10$  cm/s.



# O Sol

Como sabemos, a maior fonte de **energia** do Sol é **fusão nuclear** no seu **núcleo**.

Se a **taxa** de **reações nucleares** diminui

=> o núcleo se **contrai**

=> o núcleo **umenta** sua **densidade** e se **esquenta**

=> a **taxa** de **reações nucleares** **umenta**

Se há **aumento** na produção de energia nuclear

=> o núcleo se **expande**

=> o gás no núcleo **esfria**

=> a **taxa** de **reações** **diminui**

=> Enquanto está queimando hidrogênio, o Sol se mantém em **equilíbrio**.

Esta fase (a atual) da evolução do Sol se chama **Sequência Principal**, e compõe maior parte da sua vida.

Mais sobre a assunto na aula sobre evolução estelar

# O Sol

O Sol tem uma **idade** de  $4.57 \cdot 10^9$  anos (ou 4.57 Gyr ou Ga de *Gigayears* ou Giga-anos, bilhões de anos).

No decorrer dos Ga, este **equilíbrio** é lentamente **alterado**:

Apesar da energia gerada no núcleo, ele se **contrai** lentamente (afinal, 4 átomos são transformadas em um constantemente), assim **perdendo energia potencial**.

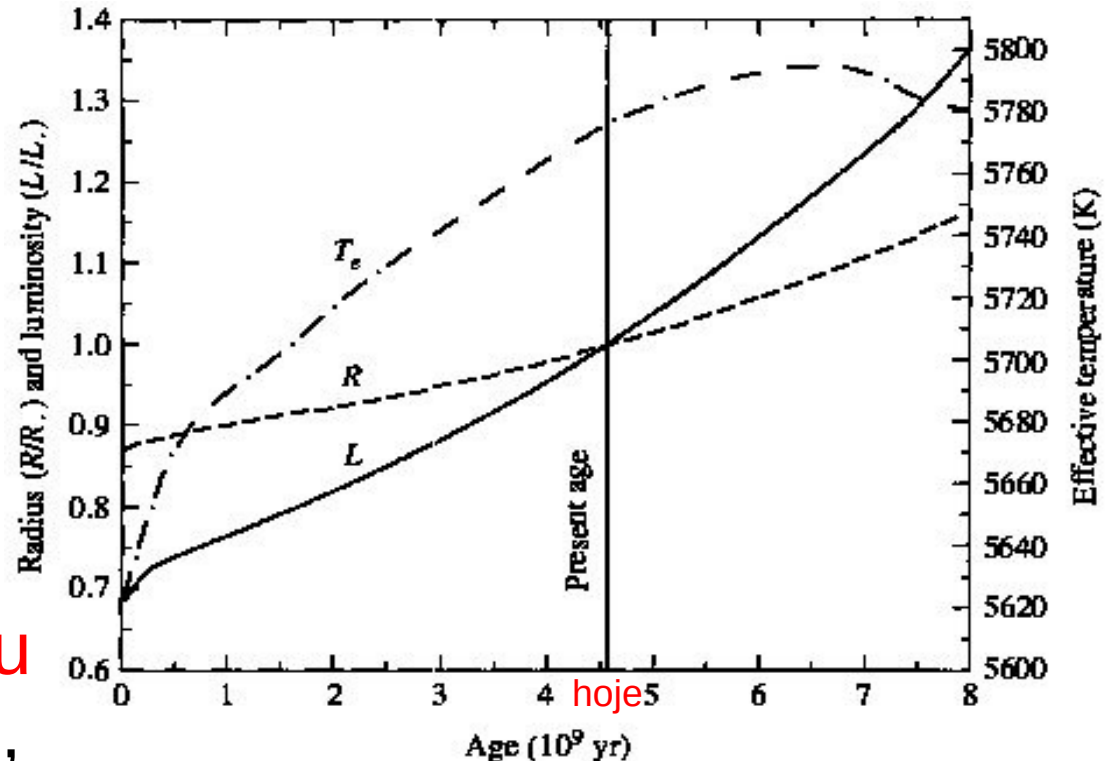
Pelo teorema do virial, metade desta energia é **irradiada** para fora, e a outra metade **aquece** a camada a cima, que começa a **queimar hidrogênio** também, gerando mais energia ainda, que assim **aquece** e faz **expandir o envelope**.

(Regra geral da evolução estelar: Quando o caroço de uma estrela se contrai, o envelope se expande, e vice-versa.)

# O Sol

Em consequência:

- Desde a formação do Sol, o **raio aumentou** por ~15 % e **aumentará** por mais ~15 % nos próximos ~3.5 Gyr.
- A **temperatura aumentou** de ~5620 K para 5777 K, e **aumentará** mais um pouco.



As propriedades do Sol durante a sua fase na Sequência Principal

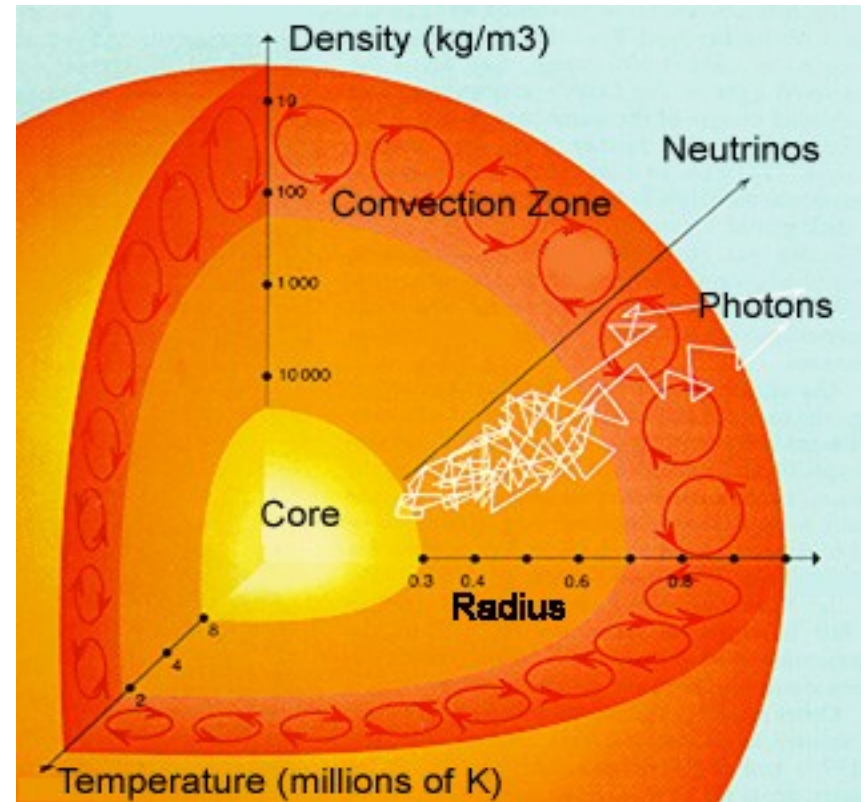
=> A **luminosidade**  $L = 4\pi R^2 \cdot \sigma T^4$  **aumentou** por ~48 %, e **aumentará** por mais ~35 %.

Daqui a 1 ou 2 Gyr, a vida na Terra já deve ser impossível.

# A Estrutura do Sol

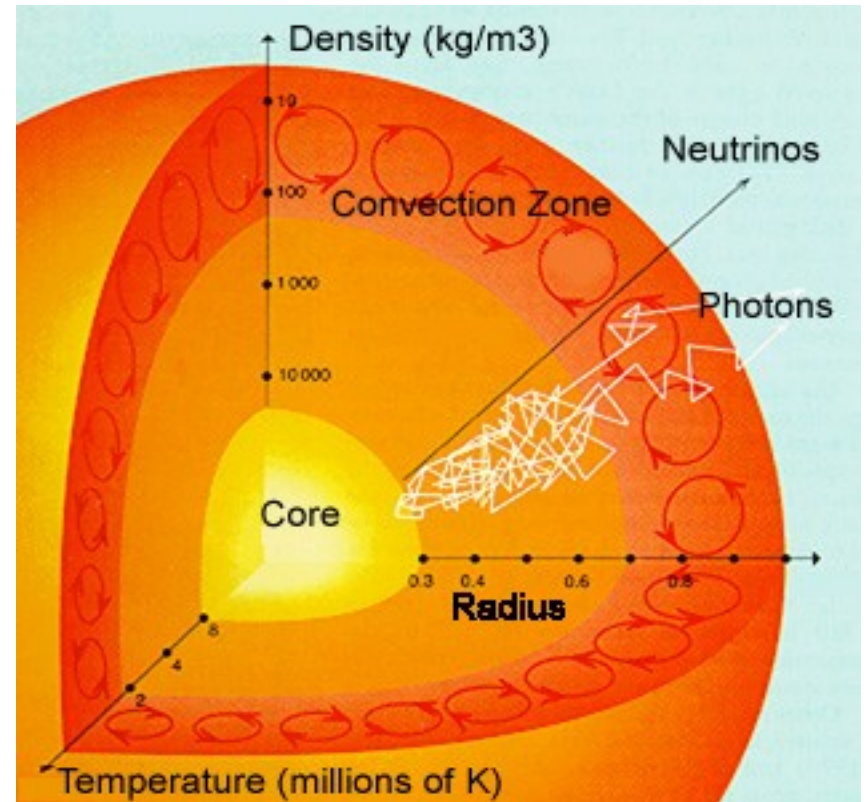
Para entender, como a energia produzida no centro do Sol chega na superfície, temos que dar uma olhada na sua **estrutura**:

- No **núcleo** acontece a **queima** de **hidrogênio**.
- Depois, os fótons passam pela **zona de radiação**, sendo **absorvidos** e **reemitidos** por **íons** (H e He).
- Na **tacoclina**, a zona de transição entre as zonas de radiação e de convecção, os fótons **esquentam** o **gás**.



# A Estrutura do Sol

- Na próxima camada, o transporte de energia acontece por **convecção**: gás se **esquenta** do lado inferior, se **expande**, **ascende**, chega na **fotosfera**, se **esfria** emitindo **fótons**, se **contraí** e **desce** de novo.
- Da **fotosfera**, a maioria dos **fótons** chegam até o **espaço** (uns poucos são **absorvidos**, o que gera as **linhas de absorção** no espectro solar). São estes que **observamos**, e a fotosfera é tida como a **superfície do Sol**.



# A Estrutura do Sol

- Em cima da fotosfera ainda há a **atmosfera** solar, consistindo da **cromosfera**, de uma **zona de transição** e da **coroa solar**, todas de muito baixa densidade, e só visíveis sob condições especiais, como eclipses solares.



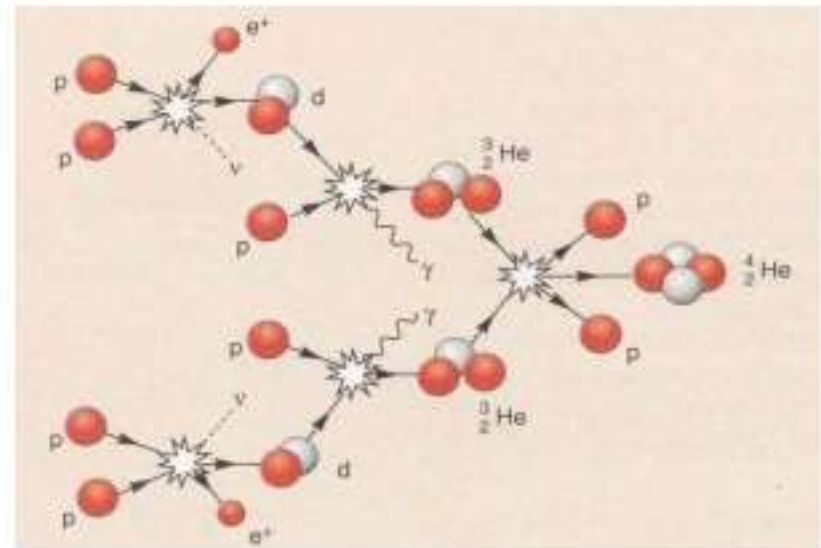
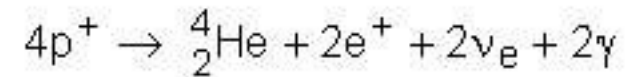
# O Núcleo do Sol

O **Núcleo** do Sol, onde acontece a **fusão nuclear**, se estende até  $0.3 R_{\odot}$  e contém  $\sim 60\%$  da **massa**.

No Sol, a fusão nuclear consiste predominantemente da **cadeia p-p** ( $\Rightarrow$  aula Nucleossíntese).

A **energia** é liberada em forma de dois **pósitrons** ( $e^+$ ) e dois **fótons** ( $\gamma$ ).

Os **pósitrons** logo se **aniquilam** com **elétrons**, gerando mais dois **fótons**.



Cadeia próton-próton

# O Núcleo do Sol

Os **neutrinos**,  $\nu_e$ , conseguem atravessar o Sol, e foram **detectados** por “telescópios” de neutrinos na Terra.

Nestas detecções foi descoberto também, que os **neutrinos oscilam**, q. d. mudam de “sabor” (entre neutrinos eletrônicos,  $\nu_e$ , muônicos,  $\nu_\mu$  e tauônicos,  $\nu_\tau$ ) durante sua passagem pelo Sol (confirmado por análises de raios cósmicos na atmosfera terrestre).

Uma consequência disto é que **neutrinos têm massa**.

=>  Prêmio Nobel de Física para Raymond Davis e Masatoshi Koshiba em 2002.

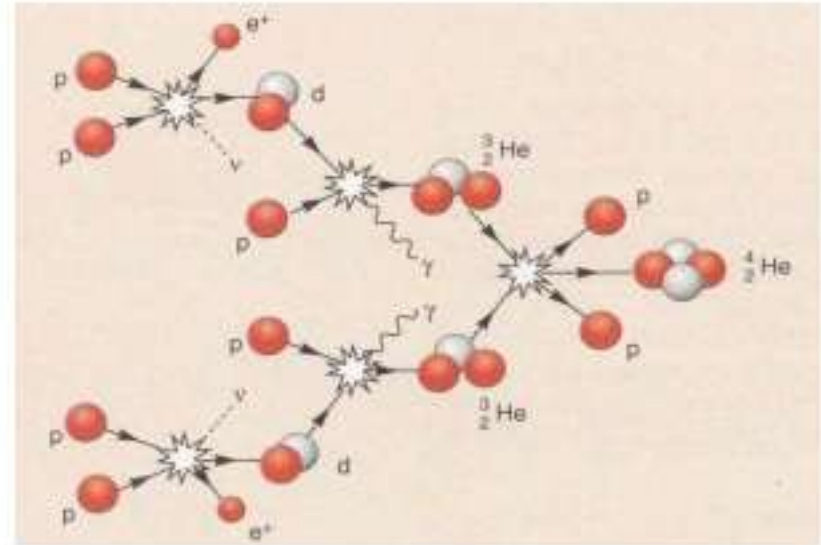
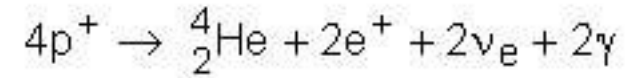
# O Núcleo do Sol

Da aula sobre Nucleossíntese sabemos que, pra cadeia p-p acontecer, a temperatura no núcleo solar tem que ser pelo menos 10 mi. K.

Segundo modelos (=> aula interiores estelares), ela é da ordem de **16 mi. K.**

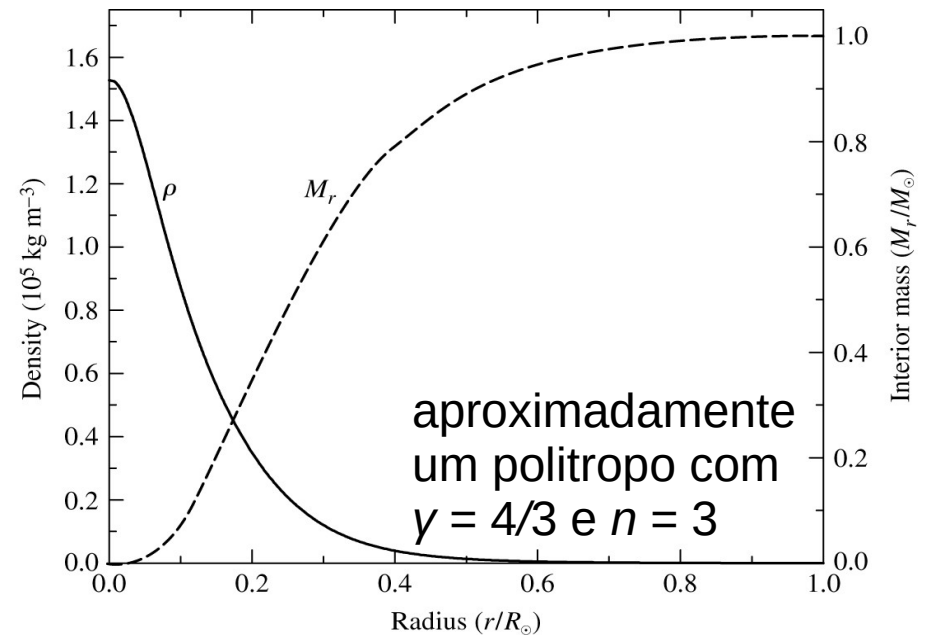
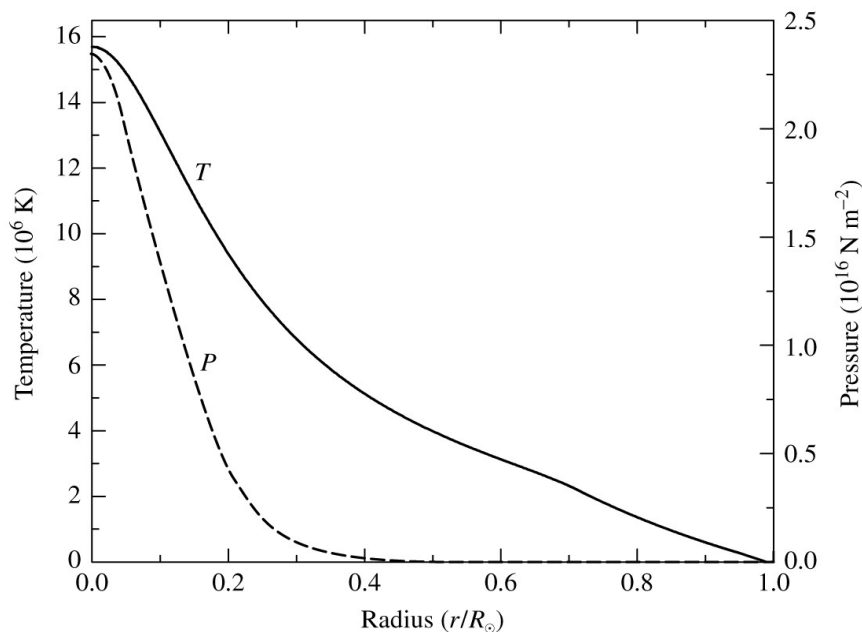
Uma densidade alta também ajuda:  **$1.5 \cdot 10^5 \text{ kg/m}^3$**  ( $150 \cdot \rho_{\text{água}}$ ).

A pressão no centro é  $2.3 \cdot 10^{16} \text{ Pa}$  ( $\sim 2 \cdot 10^{11} \text{ atm.}$ ).



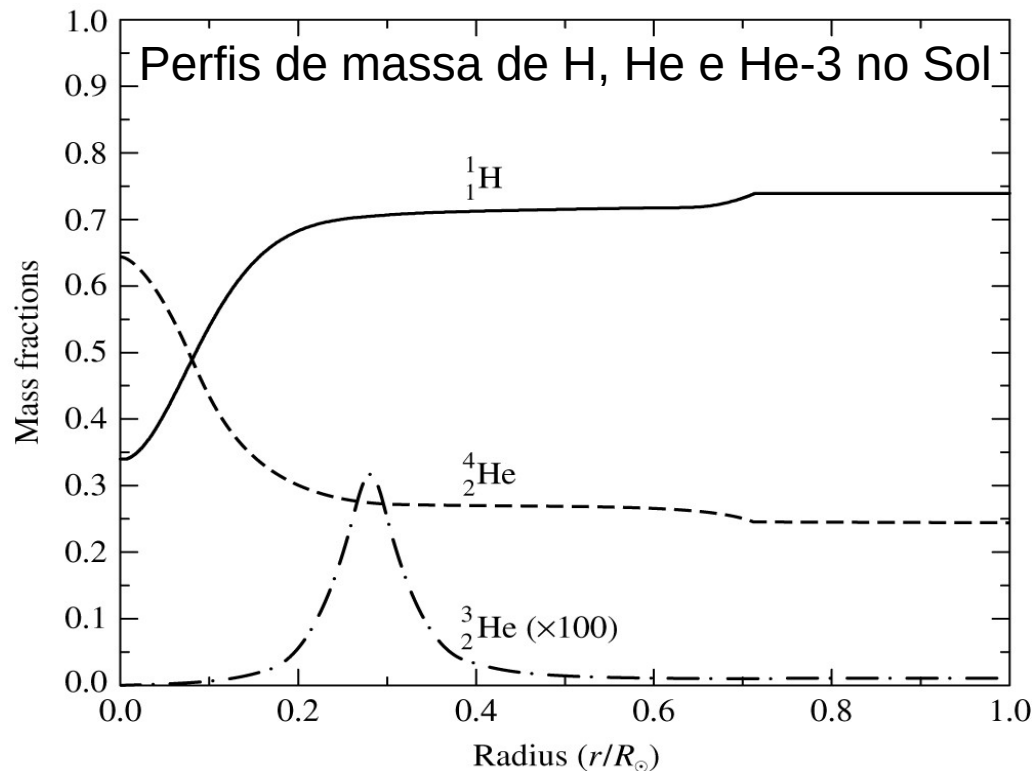
# O Núcleo do Sol

Até  $0.3 R_{\odot}$ , a temperatura cai a 7 mio. K, e pressão e densidade a menos que 10 % dos seus valores centrais. Da ordem de 90 % da massa do Sol é contida dentro de 50 % do raio.



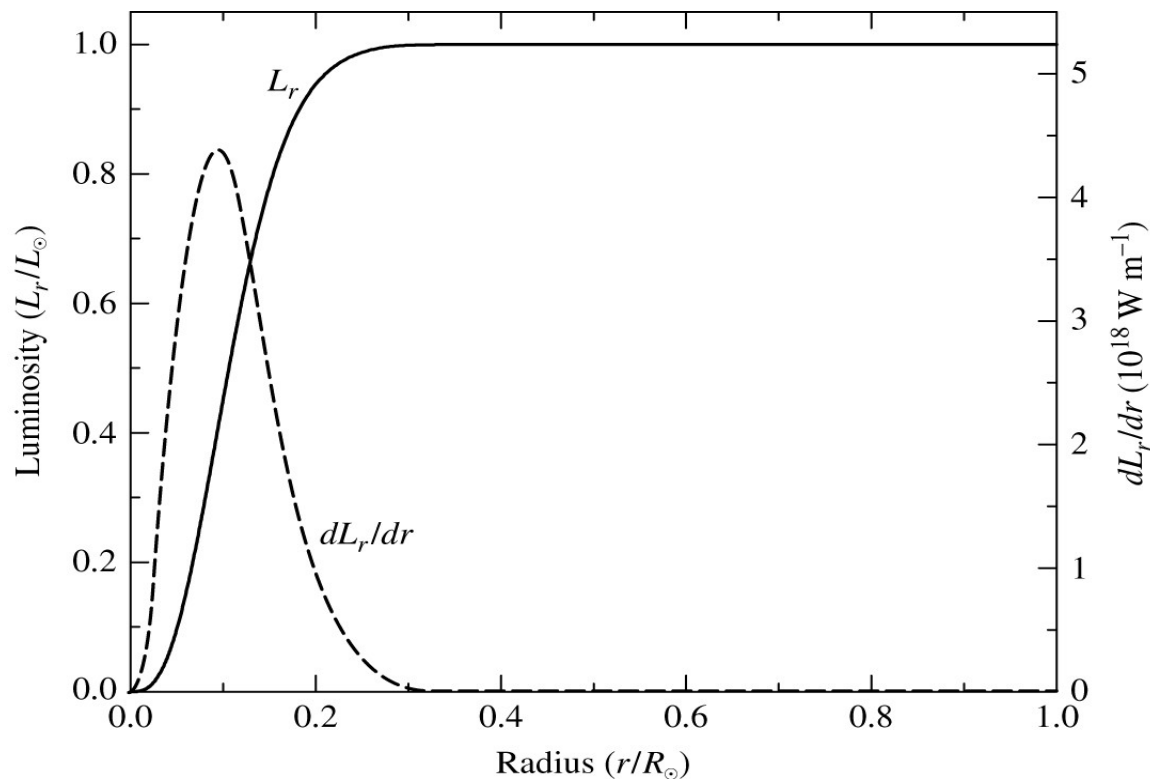
# O Núcleo do Sol

Até hoje, a fração de massa em **hidrogênio** no centro se reduziu de 71 % a **34 %** e na superfície, aumentou por 3 %; a de **hélio** aumentou de 27 % a **64 %** no centro e diminuiu na superfície por 3 % por difusão.



# O Núcleo do Sol

A maior contribuição à produção de energia no Sol vem de  $\sim 10\%$   $R_{\odot}$ , onde o produto densidade de energia gerada  $\varepsilon \times$  volume da casca  $4\pi r^2 \rho dr$  é maior.



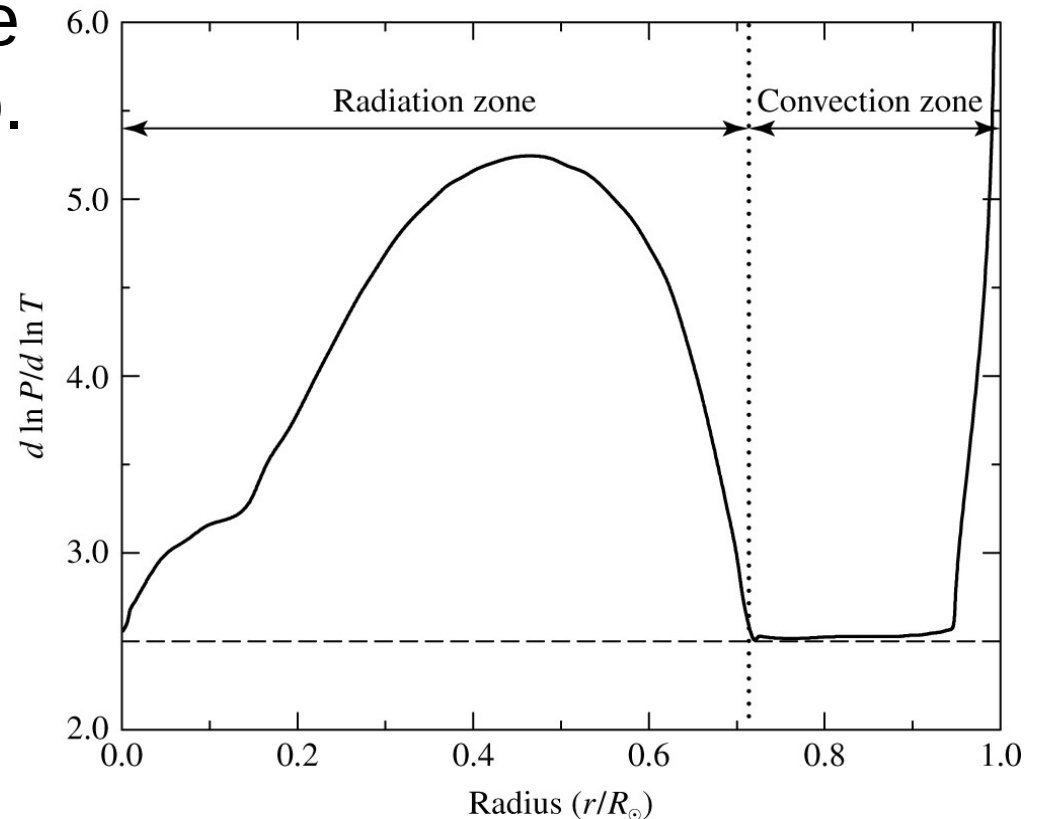
# Como a Energia é transportada pra fora?

Sabemos das aulas anteriores que, para um gás monoatômico, a condição

$$d \ln P / d \ln R < 2.5$$

determina se o transporte é por radiação ou convecção. Para as condições dentro do Sol, obtemos:

- uma **zona radiativa** até  $0.714 R_{\odot}$ , e
- uma **zona convectiva** a partir de lá.



# A Zona de Radiação

O **Zona de Radiação** se estende de  $0.3 R_{\odot}$  a  $0.7 R_{\odot}$ .

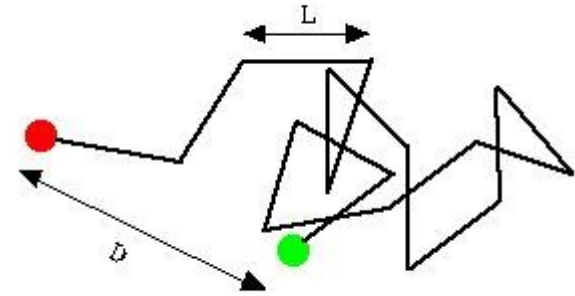
A temperatura cai de **7 mio. K** a **2 mio. K**  
e a densidade de **20 000 kg/m<sup>3</sup>** a **200 kg/m<sup>3</sup>**.

Nesta zona, a energia é transportada por **fótons**, que são **absorvidos** e **re-emitidos** constantemente pelos **íons** nos seus caminhos.

Lembrete: Entre dois choques, os fótons percorrem, em média, uma distância, o **percurso livre médio**  $l$ , que depende da **densidade** de íons,  $n$ , e da **seção transversal** dos íons para a absorção de um fóton,  $\sigma$ :  $l = 1/n\sigma$   
Para as **densidades altas** na zona de radiação, o percurso livre médio dos fótons é da ordem de **1 cm**.

# A Zona de Radiação

Após cada choque, os fótons são re-emitidos em **direções aleatórias**, resultando em um **passéio aleatório**.



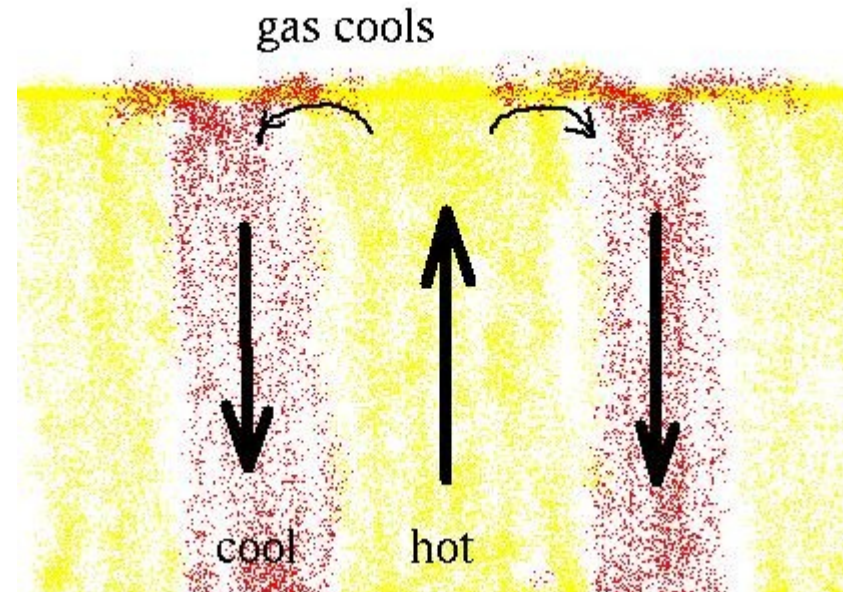
Nas aulas sobre atmosferas estelares mostramos que, em  $N$  choques, um fóton se afasta, em média, pela distância  $\sqrt{N} \cdot l$  da sua posição inicial.

Assim, os fótons levam, em média, **~170 000 anos** para atravessar a zona de radiação (<https://youtu.be/Z-UO-RZBQ3U>).

No topo da zona de radiação, eles chegam na **tacoclina**, a zona de transição entre as zonas de radiação e de convecção, que também é o lugar, onde começa a rotação diferencial (=> em breve).

# A Zona de Convecção

Nos últimos 30 % do caminho, o transporte de energia acontece por **convecção**: gás se **esquenta** do lado inferior desta zona, se **expande**, **ascende**, chega na **fotosfera**, se **esfria** emitindo **fótons**, se **contraí** e **desce** de novo.



# A Zona de Convecção

Dá pra **ver** as colunas de gás chegando e descendo da **fotosfera**.

Se vê uma **granulação** na superfície do Sol, as regiões mais **claras** sendo gás quente **subindo**, e as mais **escuras**, gás frio **descendo**.

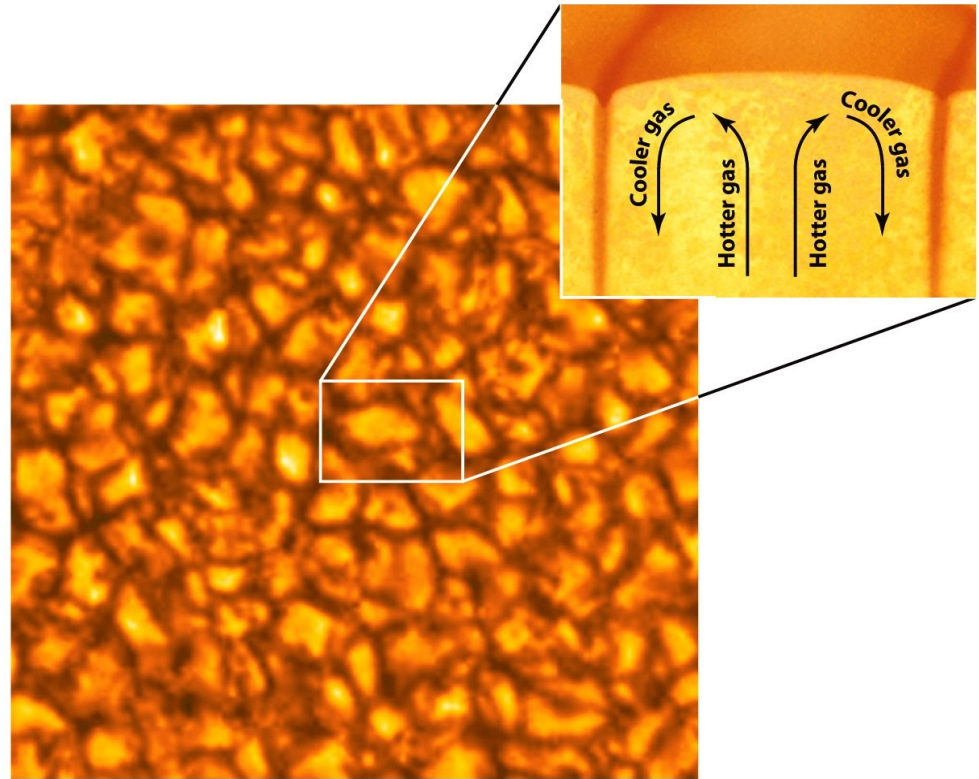


Figure 16-9  
Universe, Eighth Edition  
© 2008 W. H. Freeman and Company

O diâmetro típico de uma **célula de convecção** é 700 km, e ela “vive” da ordem de 5 a 10 minutos.

=> A **superfície** do **Sol** está em **mudança** constante.

Dê uma olhada em <http://www.youtube.com/watch?v=O-UjQwTfjGg> .

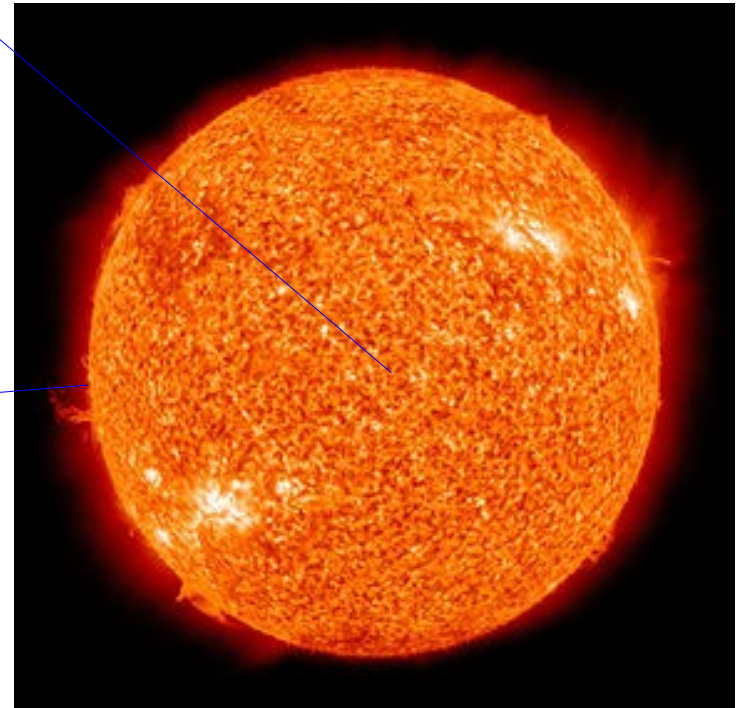
# O Sol

Pelo **efeito Doppler**, dá pra medir a **velocidade radial**, a velocidade na **direção da linha de visada**, do gás.

Olhando **aqui** se vê a **velocidade** das **colunas de gás** subindo e descendo:  $\sim 0.4$  km/s

Olhando **aqui** se vê a **velocidade** de **rotação** do Sol.

Encontra-se, que o **Sol gira** em torno de um eixo, perpendicular à eclíptica, no **mesmo sentido** que a **revolução dos planetas**, na ordem de um **mês**.



# O Sol

A segunda vista, olhando aqui e aqui, a rotação não é tão constante assim:

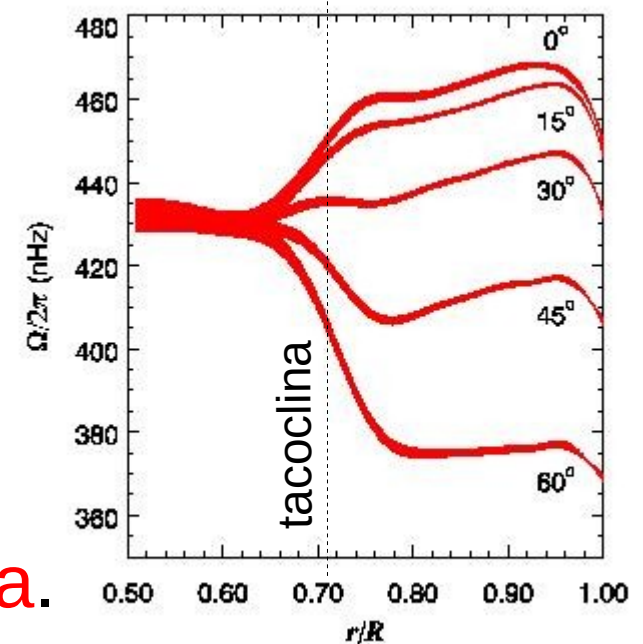
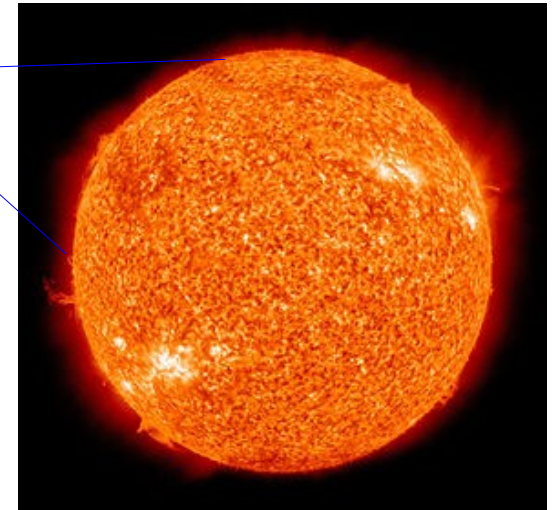
O Sol mostra **rotação diferencial**.

O período é **~25 dias** no **equator**, e **~36 dias** nos **polos**.

A rotação também varia com a **distância** do **centro** do **Sol**:

O **núcleo** e a **zona de radiação** giram como um **corpo rígido**, e a **zona de convecção**, **diferencialmente**.

A zona de **transição** entre os dois regimes de rotação se chama **tacoclina**.



# O Sol

Visualização mais clara dos padrões de rotação em função da posição no Sol.

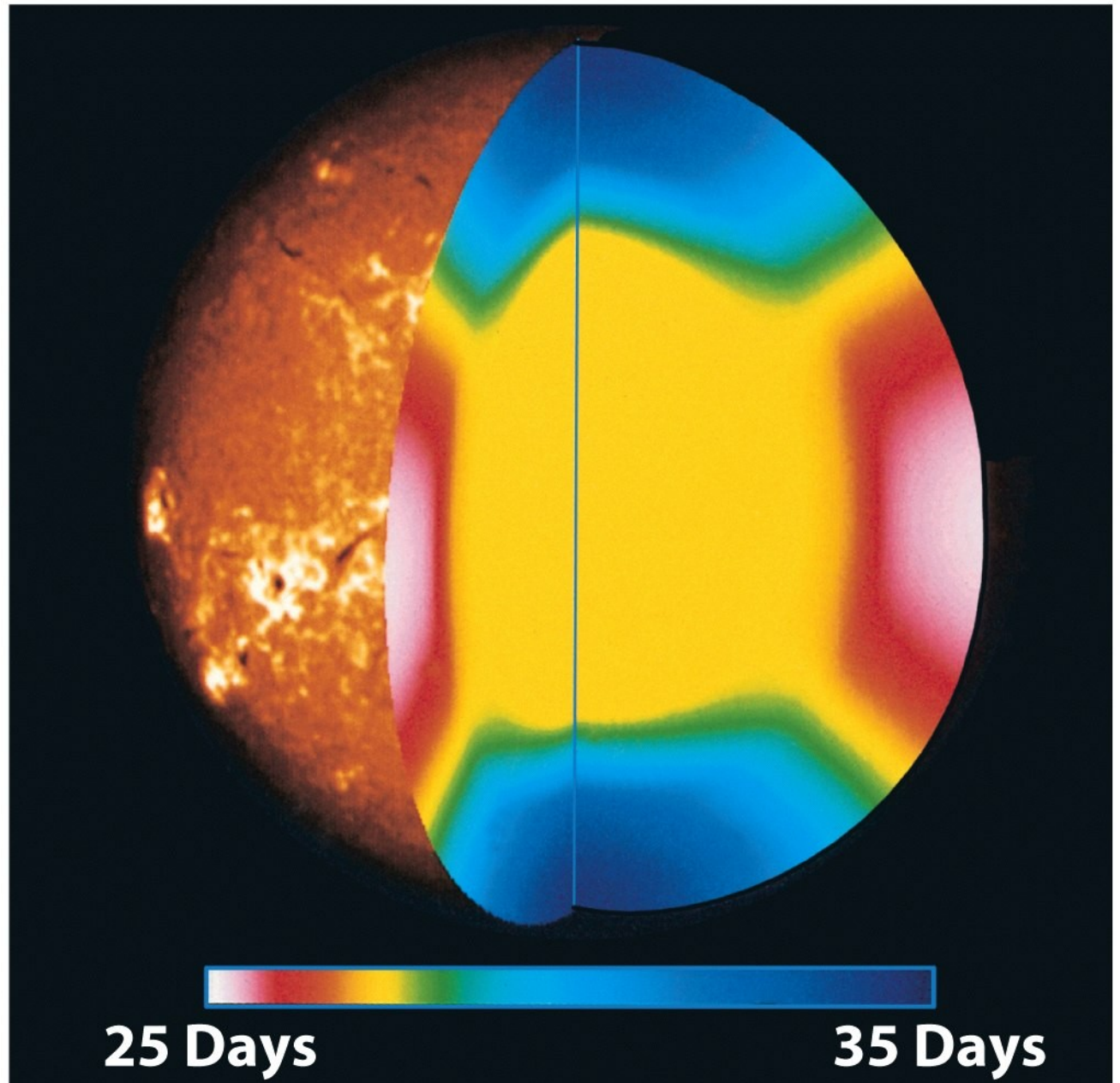


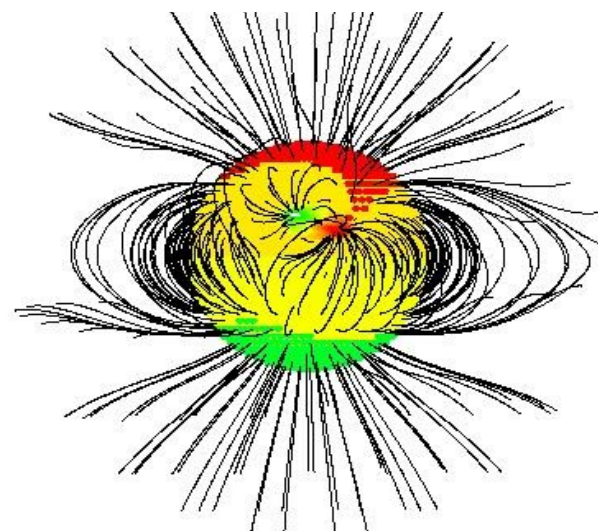
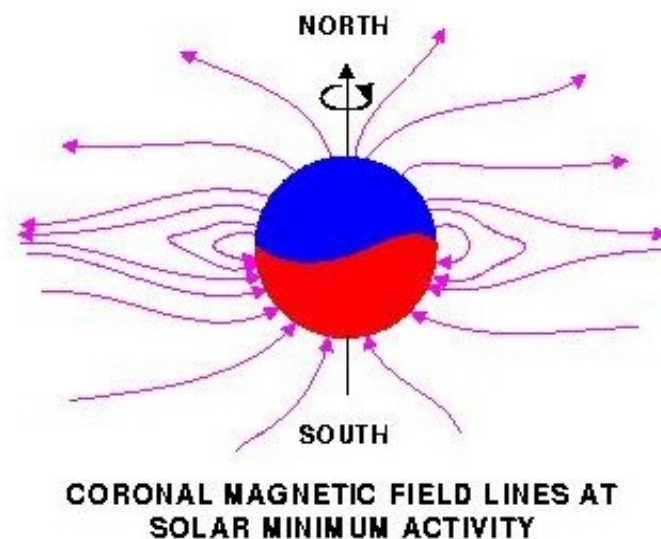
Figure 16-24  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W. H. Freeman and Company

# O Campo Magnético Solar

Acredita-se que o **campo magnético** solar é gerado na **tacoclina** pelo **efeito dínamo**.

Ele é de poucos  $10^{-4}$  T (o da Terra é  $6 \cdot 10^{-5}$  T), e é mais **complexo** que o campo terrestre, chegando a ser **quase caótico**, às vezes.

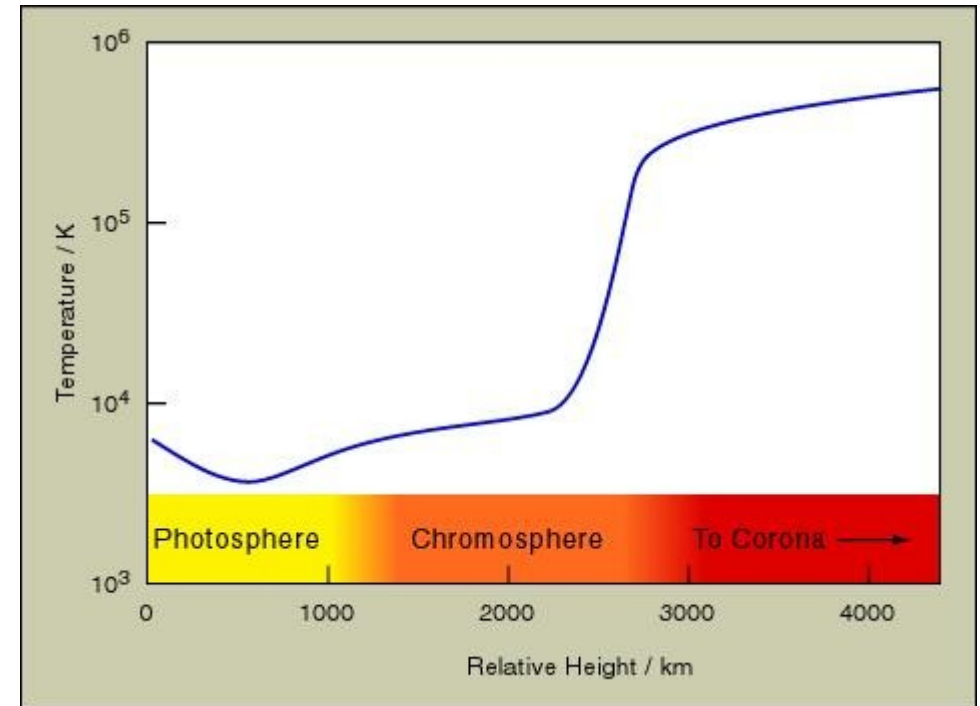
Até ocorrem **linhas de campo abertas**.



# A Fotosfera

É a zona de onde **origina** a **luz** que chega em nós, a “**superfície**” do **Sol**, e fica no topo da zona de convecção.

Na verdade, por ser **semi-opaca**, ela **não** é uma superfície **nítida**, mas uma **camada** de ~600 km de espessura (~0.0009  $R_{\odot}$ ), com **temperatura variando** de 9400 K a 4400 K.



A **sobreposição** da radiação

vindo das **várias alturas** corresponde a  $T_e = T_{\tau=2/3} = 5777 \text{ K}$ .

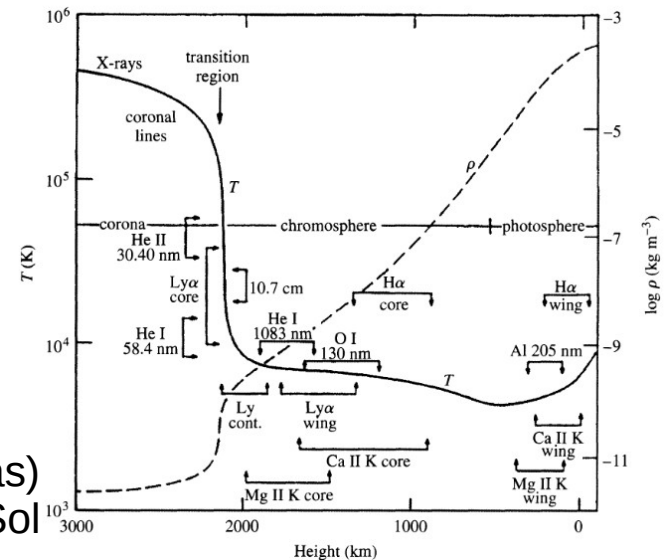
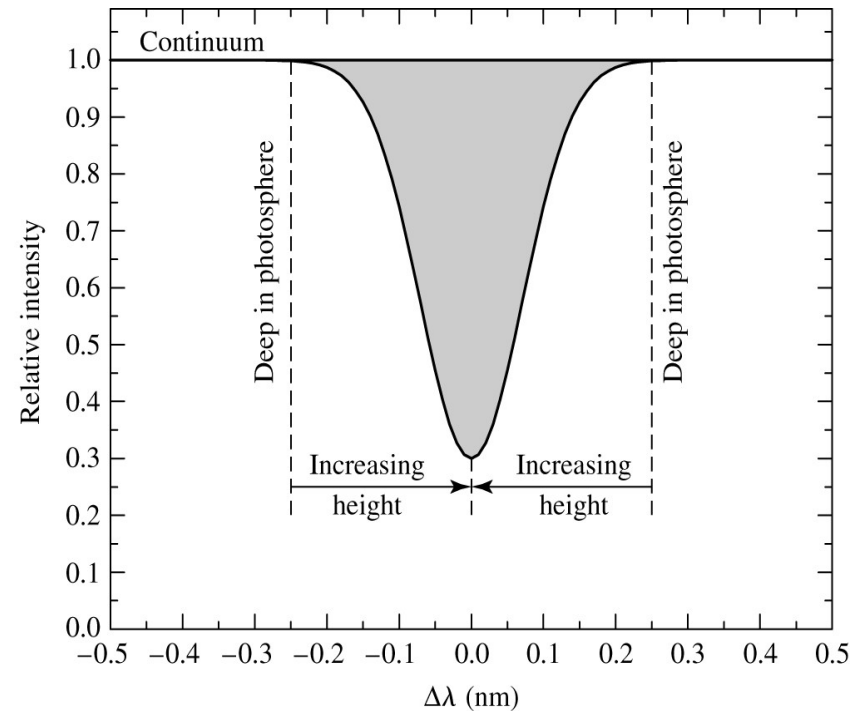
A **altura** de **temperatura mínima** é definida como o topo da fotosfera. Mais pra cima, a temperatura **aumenta** de novo.

# A Fotosfera

Vale a pena lembrar que o perfil das linhas espectrais nos fornece informação sobre várias profundezas da atmosfera, já que a opacidade depende do comprimento de onda dentro da linha.

O íon  $H^-$  contribui pra absorção contínua, apesar de que, segundo a equação de Saha, só uma em cada  $10^7$  átomos de hidrogênio é ionizado.

temperatura, densidade e origem das (partes das) linhas espectrais no espectro do Sol



# O Sol

O fato de o Sol ser semi-opaco também explica, por que as bordas do Sol aparacem mais escuras e avermelhadas que o meio (=> aulas Atmosferas Estelares)



Figure 16-7  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W. H. Freeman and Company

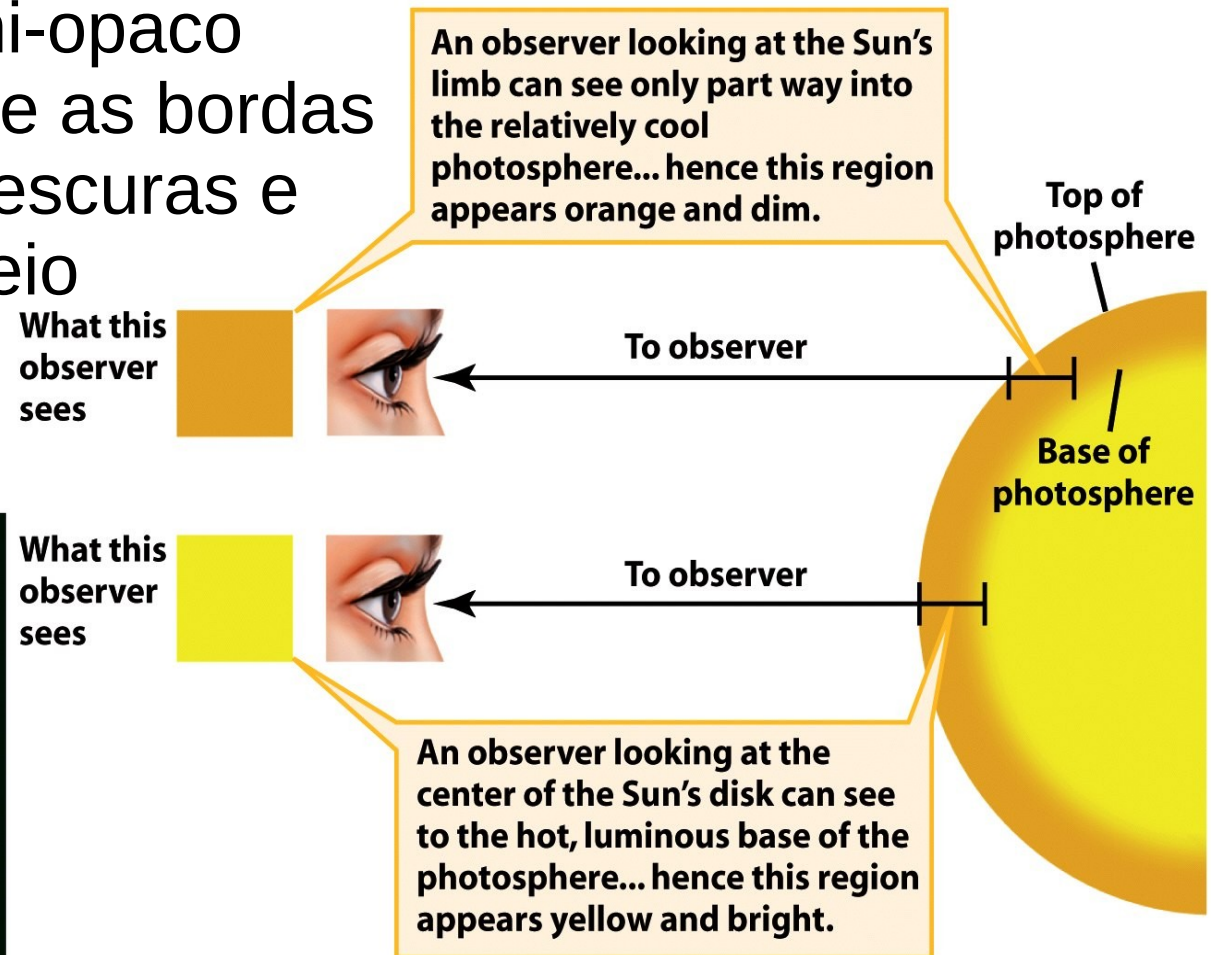


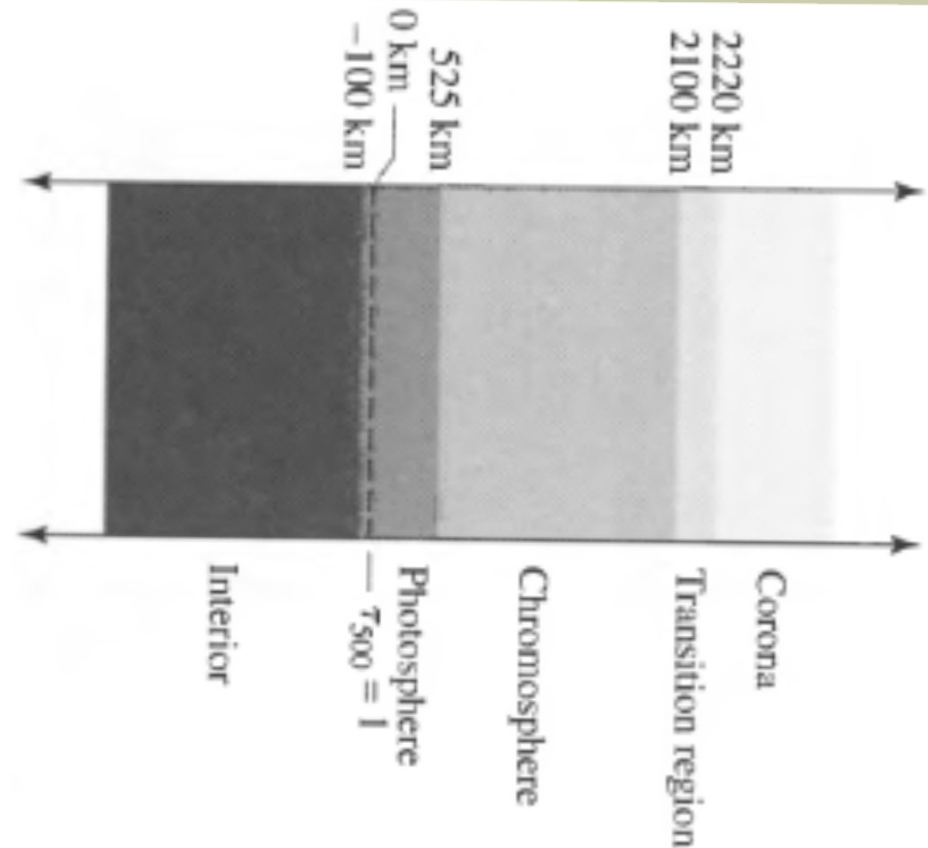
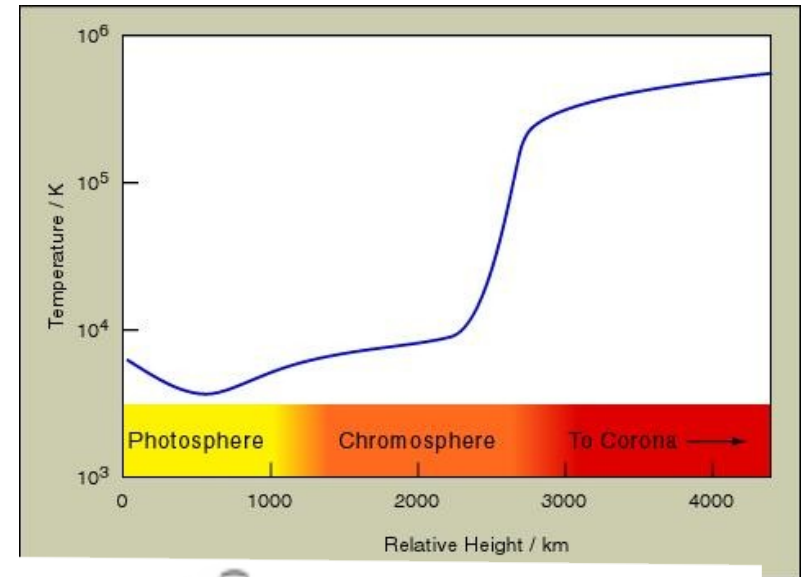
Figure 16-8  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W. H. Freeman and Company

# A Atmosfera Solar

Começa no “topo” da fotosfera e consiste de 3 camadas:

- A Cromosfera
- A Região de Transição
- A Coroa Solar

Aqui uma tentativa de mostrar a opacidade em função da altura.  
!!! as escalas têm pontos zero diferentes.



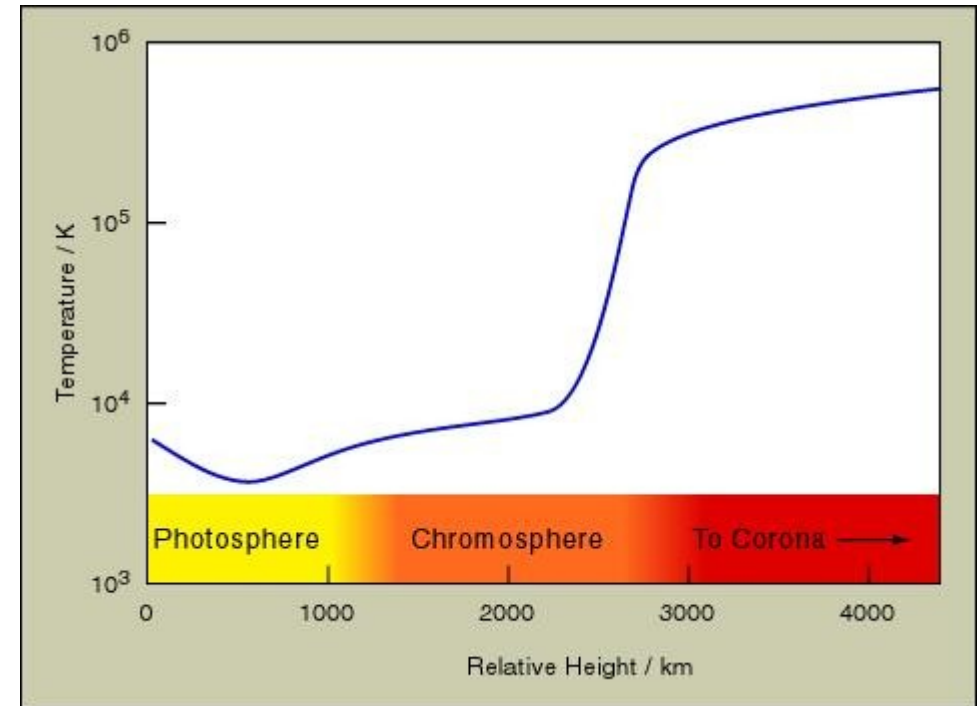
# A Cromosfera

A Cromosfera é considerada a parte inferior da **atmosfera solar**, são os primeiros **~1600 km** em cima da fotosfera:

**Intensidade**  $10^{-4}$  vezes a da fotosfera  
=> normalmente **invisível**

**Queda** da **densidade** por um fator  $> 10\ 000$

**Aumento** da **temperatura** de 4400K a 10 000 K



(Temperatura: energia cinética das partículas, dividida por  $3k_B/2$ )

# A Cromosfera

Durante **eclipses solares**, a cromosfera aparece por poucos segundos, e pode-se tomar um **espectro**, chamado *flash spectrum* (“espectro relâmpago”).

O espectro é de **emissão** com linhas de **H**, He, Fe, Si, Cr e Ca ionizados.

Tem até linhas de emissão nos **raios X**, sinal de que se trata de **gás quente**.

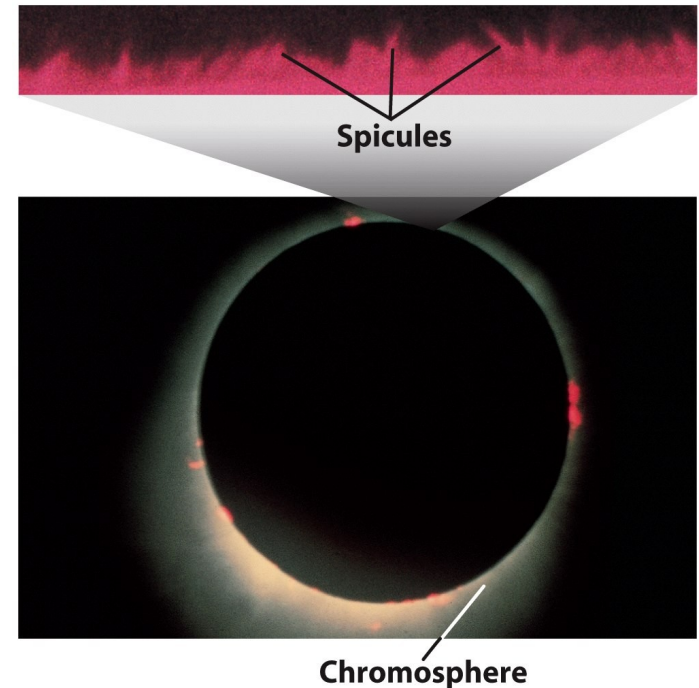
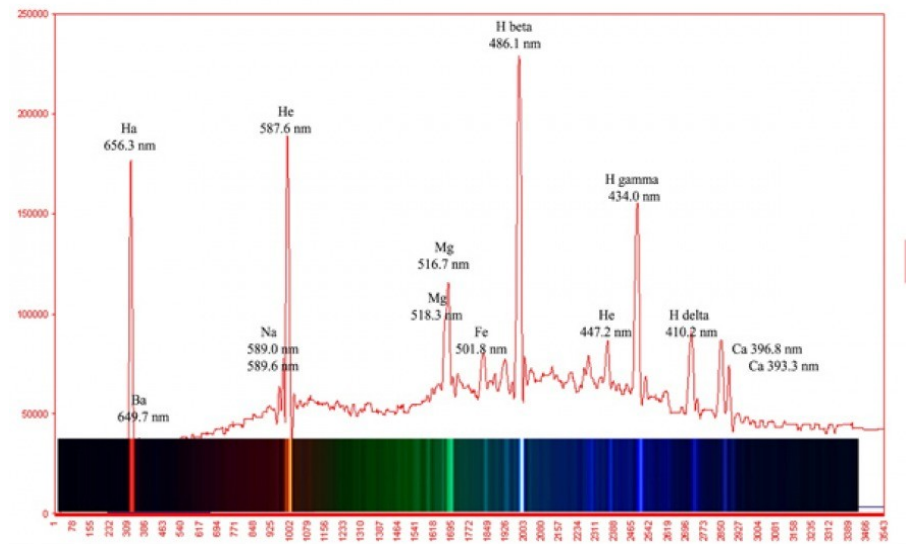


Figure 16-11  
Universe, Eighth Edition  
© 2008 W. H. Freeman and Company

## The Solar Chromosphere Spectrum (Flash Spectrum)

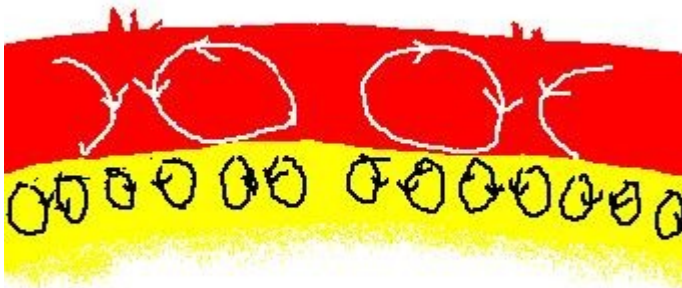


# A Cromosfera

Usando **filtros** que isolam a luz nestas **linhas**, dá pra ver a cromosfera até sem eclipse:

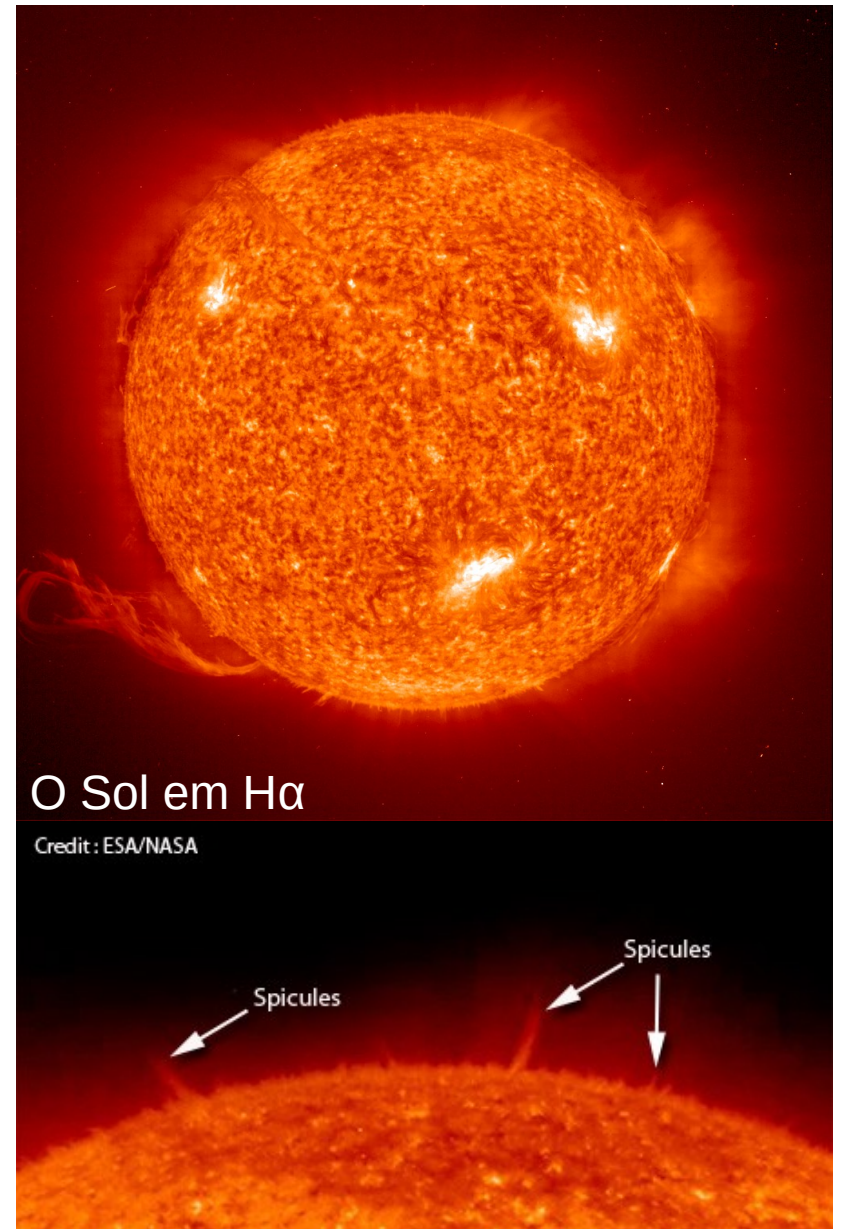
- **Supergranulação**, a extensão da granulação da fotosfera

supergranulation in chromosphere



granulation in photosphere

- **Espículas**, filamentos de gás estendendo-se por 10 000 km a cima da cromosfera, com vida-média de ~15 min.

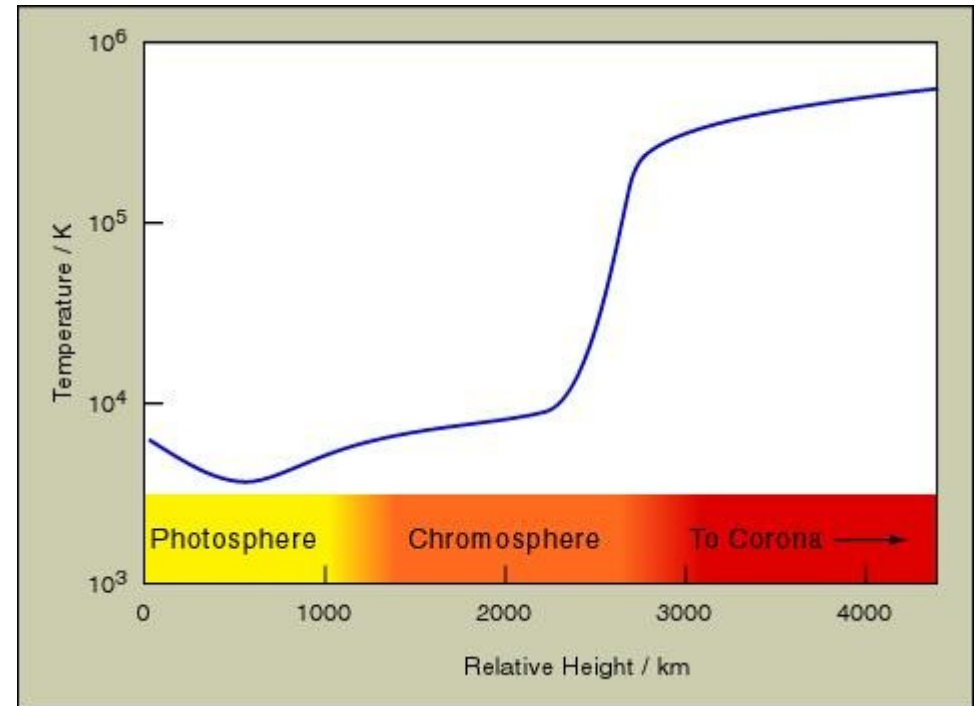
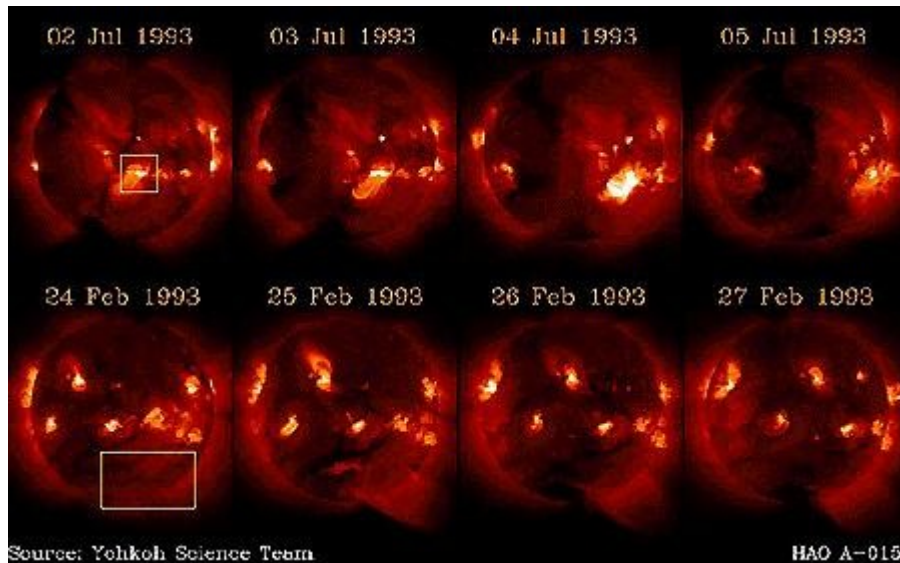


O Sol em H $\alpha$

Credit: ESA/NASA

# A Zona de Transição

Entre a cromosfera e a coroa há uma zona de transição, onde a temperatura aumenta por um fator  $>10$  dentro de uns 100 km.



Dá pra observá-la em certas linhas espectrais no ultravioleta.

# A Coroa

É a **parte exterior** da **atmosfera solar** e pode ser vista durante a totalidade de um eclipse solar.

Ela tem **intensidade**  $10^{-6}$  vezes mais **fraca** que a cromosfera, **densidade** muito **baixa**,  $10^{15}$  partículas/m<sup>3</sup>, é **transparente** à maior parte da radiação eletromagnético (exceto ondas de rádio longas) e seu limite exterior não é claramente definido.

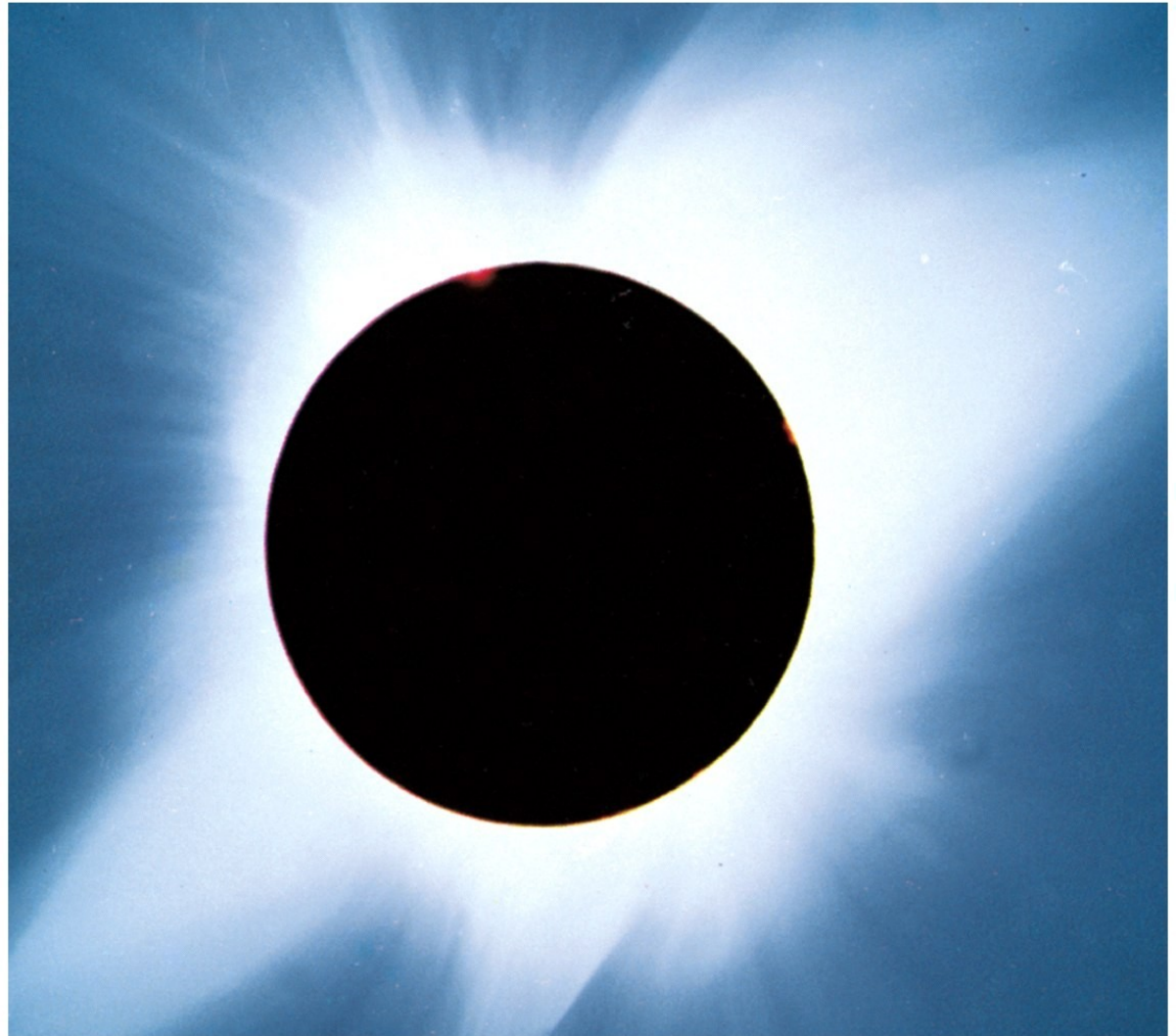


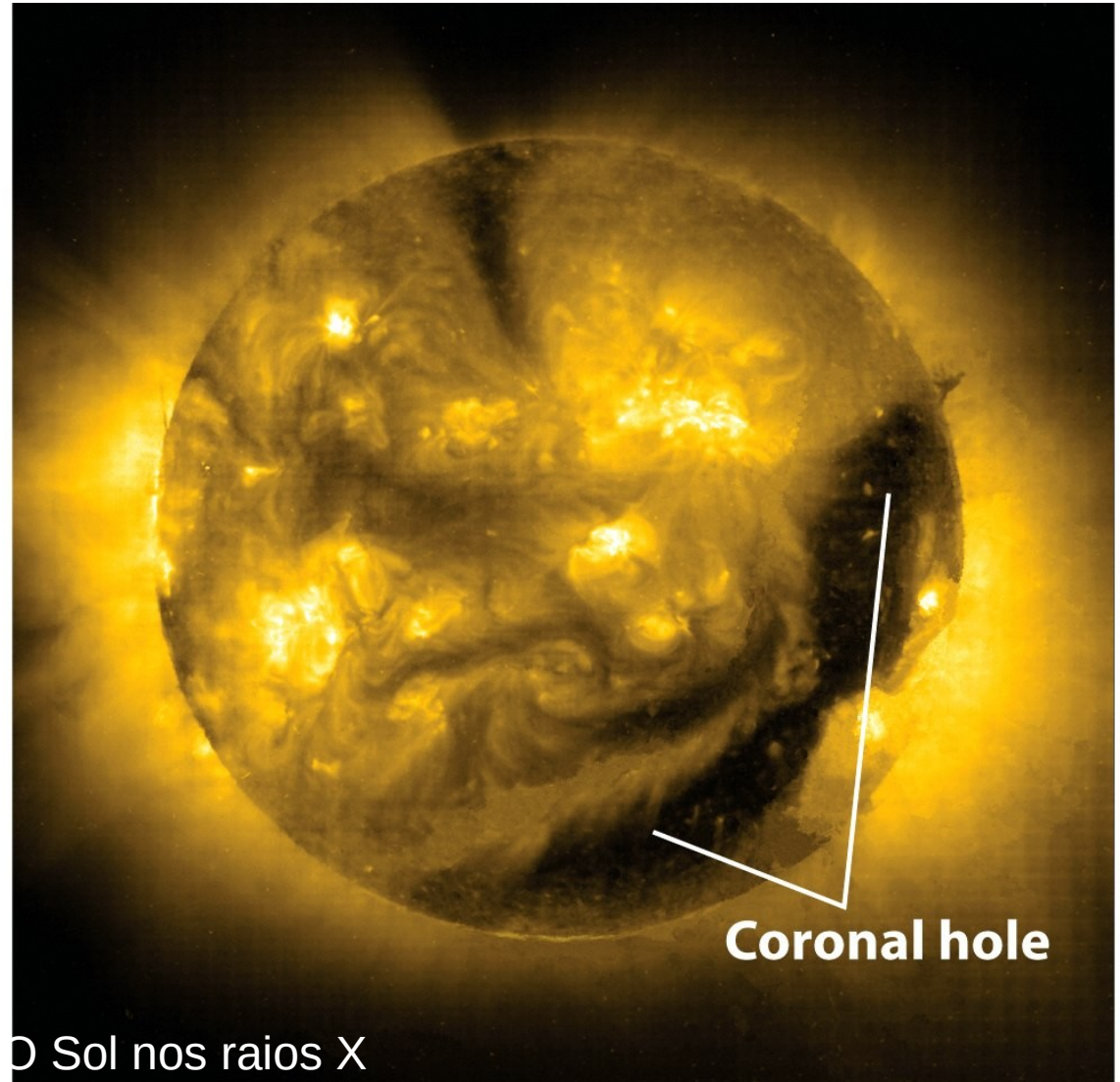
Figure 16-13  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W.H. Freeman and Company

# A Coroa

Por ter **temperaturas** de até **> 1 mio. K**, ela brilha nos **raios X**, e mostra linhas de emissão de ferro altamente ionizado.

As regiões **brilhantes** estão lá, onde tem **interação** entre **partículas carregadas**, íons e elétrons.

Isto acontece, onde linhas do **campo magnético solar** re-entram na cromosfera ...



O Sol nos raios X

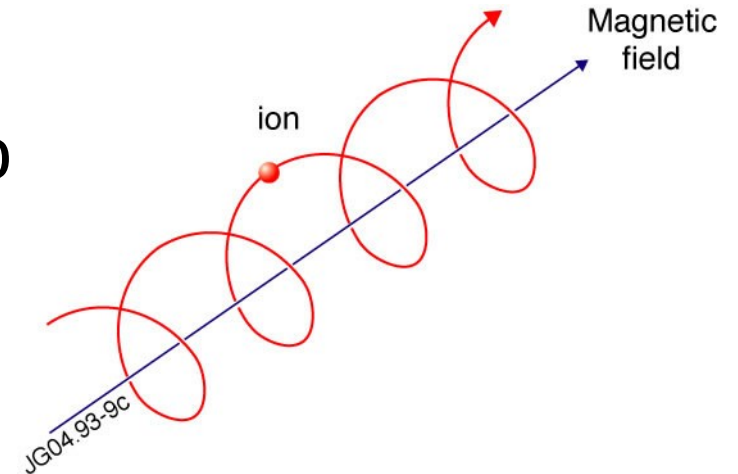
Figure 16-15  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W.H. Freeman and Company

# A Coroa

... já que partículas carregadas seguem linhas de campo magnético em trajetórias helicoidais (=> Fenômenos Eletromagnéticos).

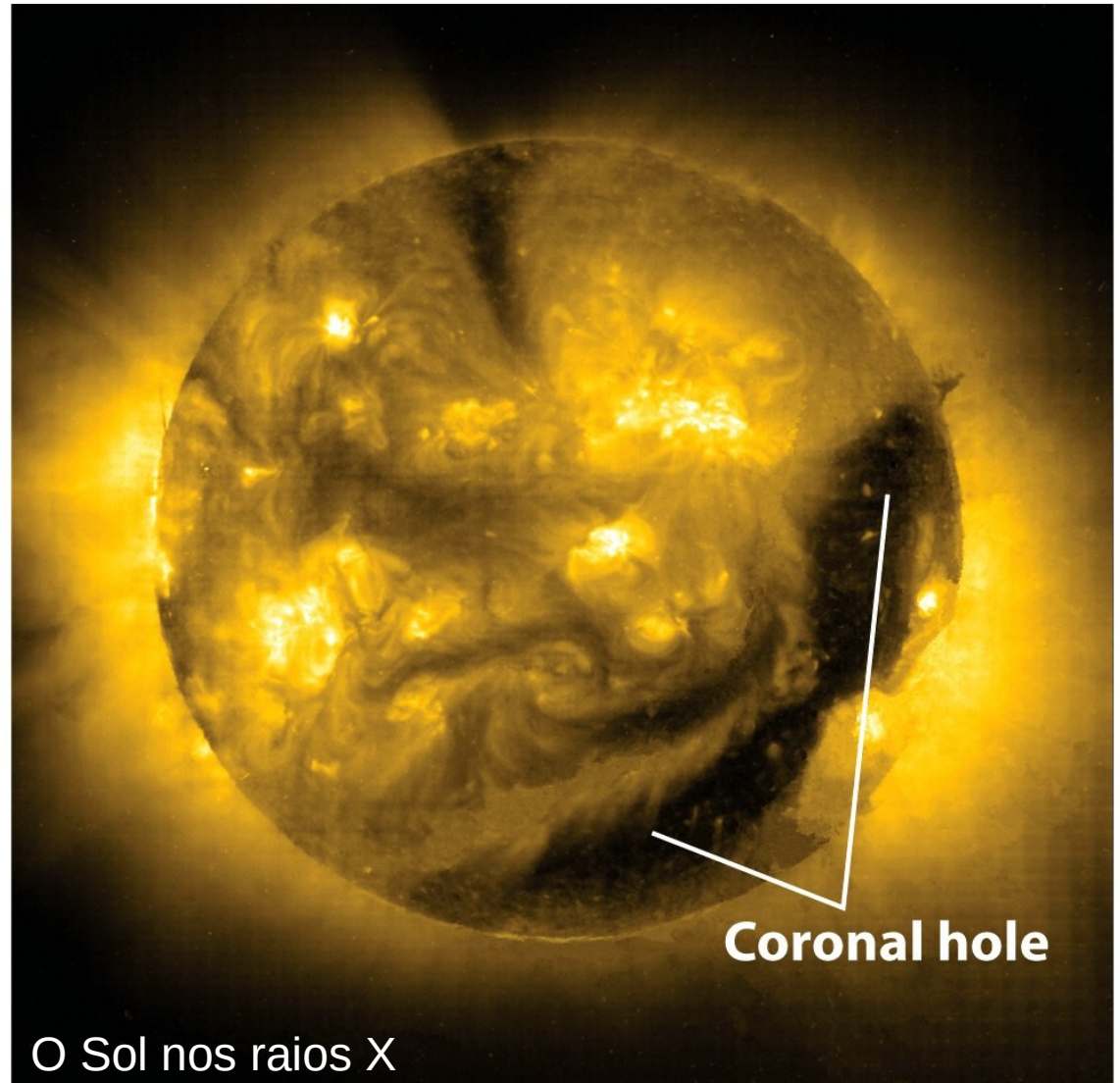
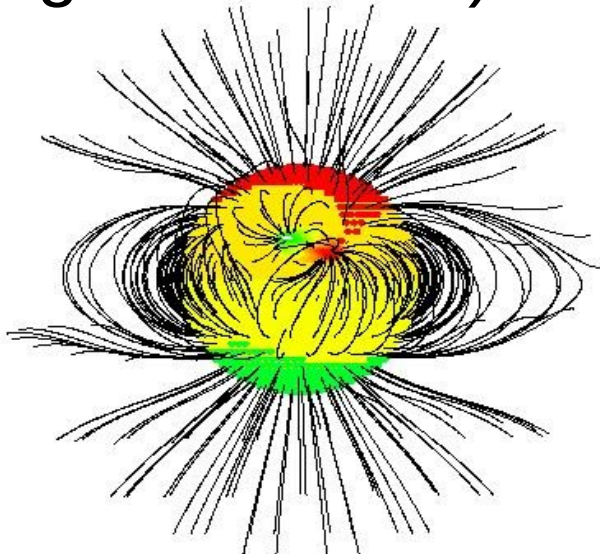
=> As regiões **brilhantes** da coroa estão lá, onde tem **linhas de campo magnético fechados**. As colisões entre estas partículas aprisionadas causam **ventos solares lentos**, ~300 km/s.

As partículas seguindo as **linhas de campo abertos** compõem **ventos solares rápidos** de ~750 km/s.



# A Coroa

Por isto, ventos solares rápidos originam nas partes escuras da coroa, os **buracos coronais** (vida média: algumas horas).



O Sol nos raios X

Figure 16-15  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W. H. Freeman and Company

# A Coroa

As partículas do vento solar são **íons** e **elétrons**.

As energias cinéticas destas partículas correspondem a **temperaturas** de 40 000 K (íons), resp. 100 000 K ( $e^-$ ).

A **densidade média** a 1 AU do Sol é de  $7 \cdot 10^6$  íons/m<sup>3</sup>.

A uma velocidade de 500 km/h, isto leva a uma taxa de **perda de massa** de  $|dM/dt| = 4\pi r^2 \rho v = 3 \cdot 10^{-14} M_{\odot}/\text{ano}$ .

A esta taxa, o Sol levaria mais de  $10^{13}$  anos para ser dissipada.

Uma perda de massa tão lenta influencia muito pouco nos processos e na estrutura internos do Sol.

=> **Não** precisamos levar em conta em **modelos solares**.



# Manchas Solares

Em 1845, **Joseph Henry** e **Stephen Alexander** determinaram, usando uma termopilha, que manchas solares emitem **menos radiação** que as áreas em torno.

Em 1848, Henry chegou à mesma conclusão, projetando o Sol numa tela.

São áreas **menos quentes**, a partir de 3900 K, que aparecem em **pares** ou grupos maiores na **fotosfera**, e que “vivem” por até um mês.

O fluxo bolométrico na superfície das manchas é um fator de até  $(5777 \text{ K} / 3900 \text{ K})^4 = 4.8$  menor que no resto da fotosfera.

# Manchas Solares

Manchas solares medem até 30 000 km de diâmetro ( $>2$  diam. terrestres), e consistem de uma parte escura, a **umbra** e uma menos escura em torno, com estrutura de filamentos, a **penumbra**.

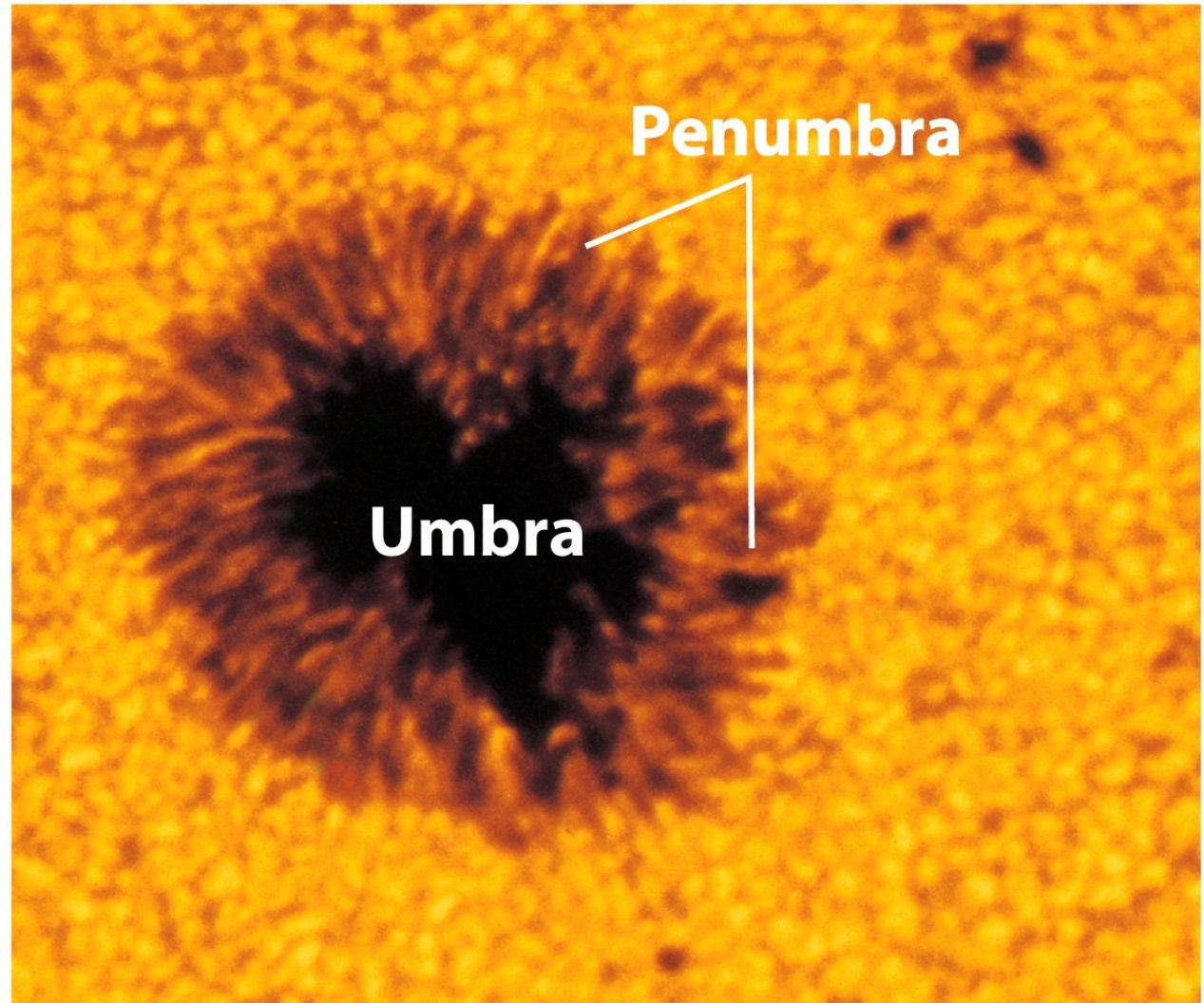


Figure 16-16a  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W. H. Freeman and Company

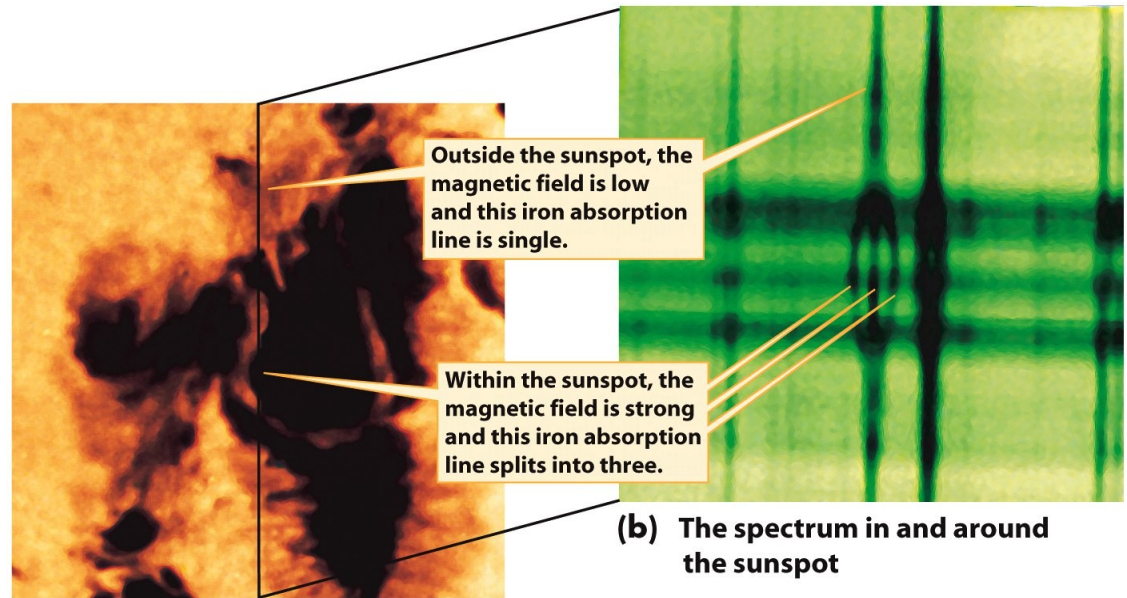
# Manchas Solares

Medidas de **linhas espectrais** mostram que **manchas solares** são associadas com **campos magnéticos**.

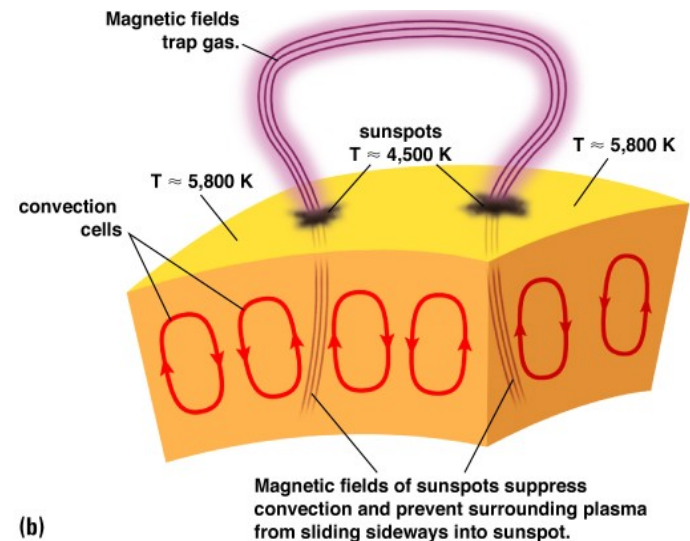
Estes inibem a convecção.

Efeito Zeeman: certas linhas espectrais são desdobrados em campos magnéticos (=> 2ª aula).

Isto também explica, por que as manchas ocorrem em **pares**.



(a) A sunspot  
Figure 16-20  
Universe, Eighth Edition  
© 2008 W.H. Freeman and Company

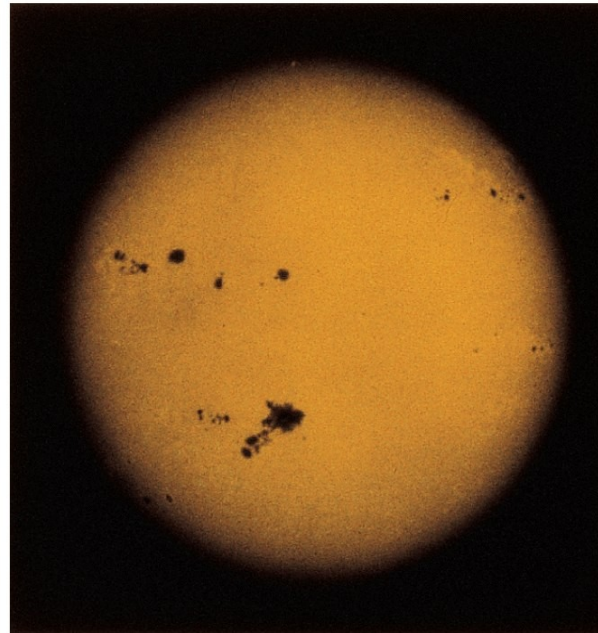


# Manchas Solares

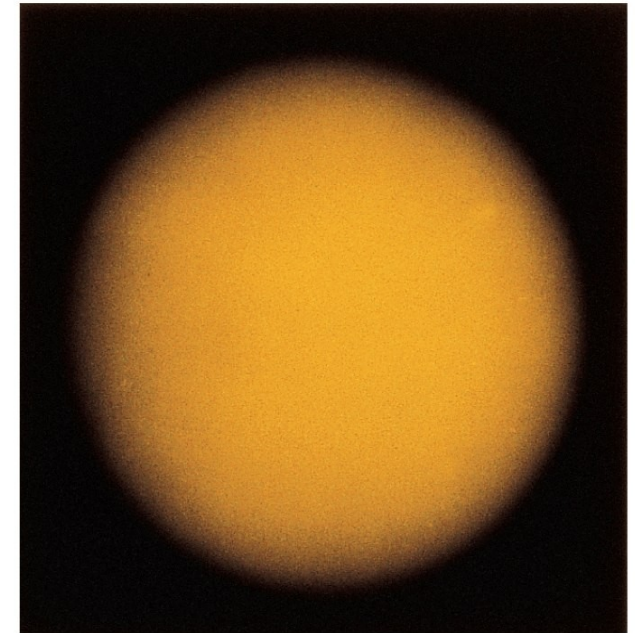
As **contagens de manchas solares** feitos nos últimos dois séculos, mostram que o **número** de manchas **oscila** com um período de onze anos.

As fases com **muitas manchas** são chamadas de fases de **atividade solar**.

Já que **manchas solares** são **escuras** e de **baixa temperatura**, a **energia** irradiada pelo Sol **diminui** por  $\sim 0.1\%$  durante os **máximos**.



Near sunspot maximum

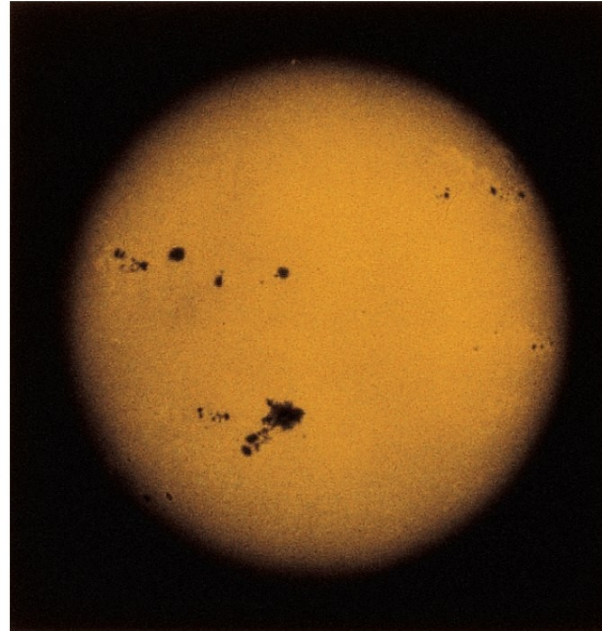


Near sunspot minimum

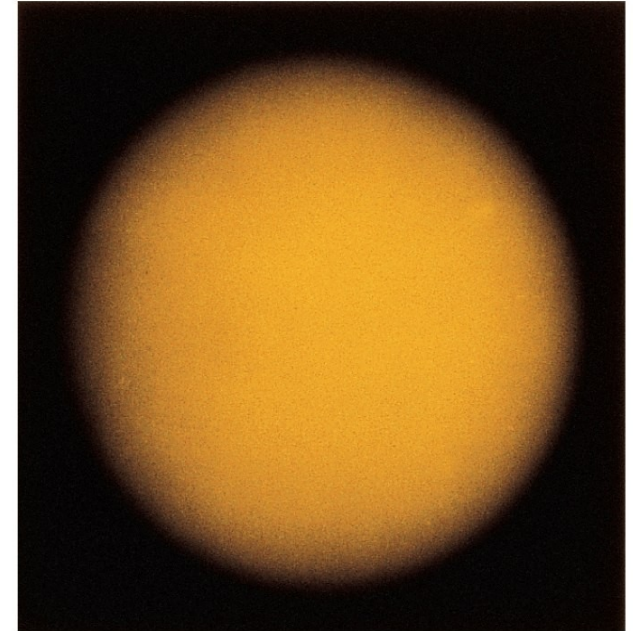
Figure 16-18bc  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W. H. Freeman and Company

# Manchas Solares

Na verdade, o período é de **22 anos**, por que os campos magnéticos invertem a polarização entre dois máximos.



**Near sunspot maximum**



**Near sunspot minimum**

Figure 16-18bc  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W. H. Freeman and Company

Este período é chamado **Ciclo Solar**.

# O Ciclo Solar

O número média de manchas solares em função do tempo para os últimos 260 anos.

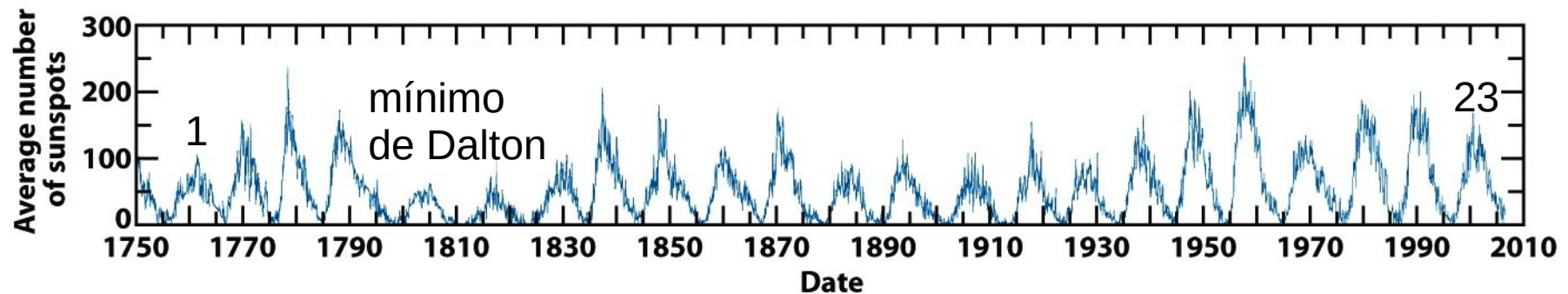


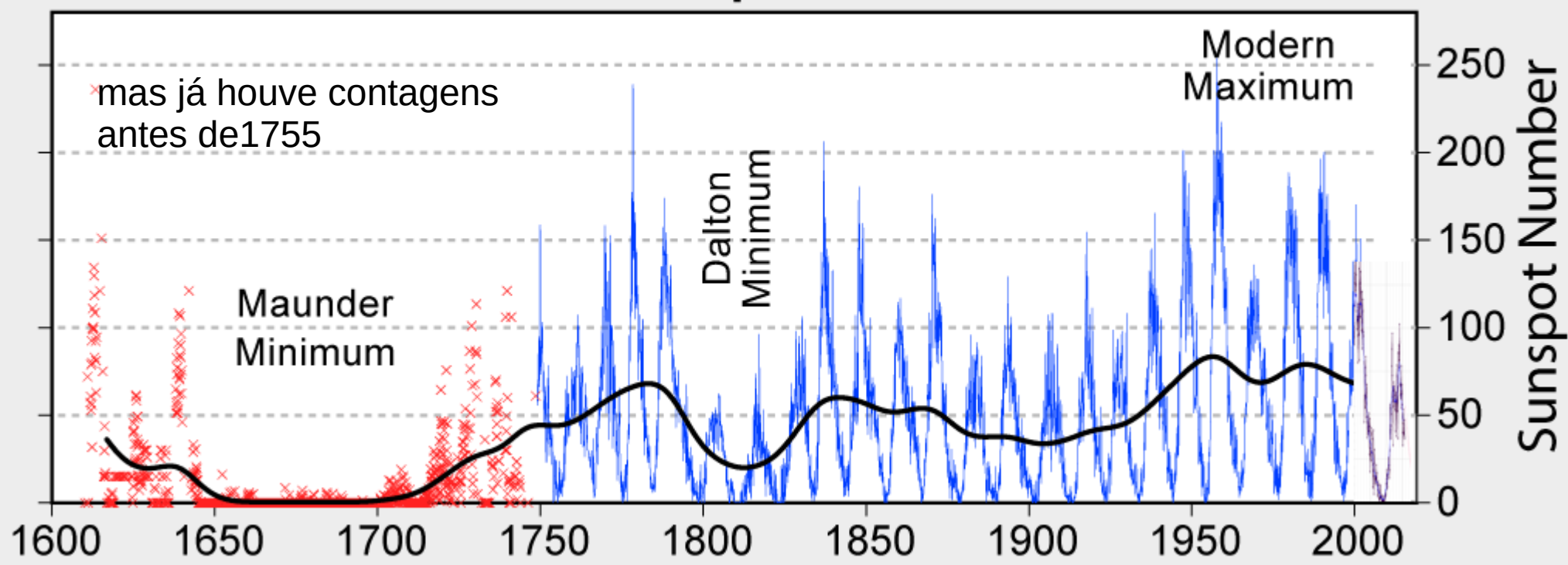
Figure 16-18a  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W. H. Freeman and Company

Os ciclos solares (na verdade, meio ciclos) são contados a partir de 1755, quando a contagem mais extensa começou.

# O Ciclo Solar

e para os últimos 400 anos

## 400 Years of Sunspot Observations

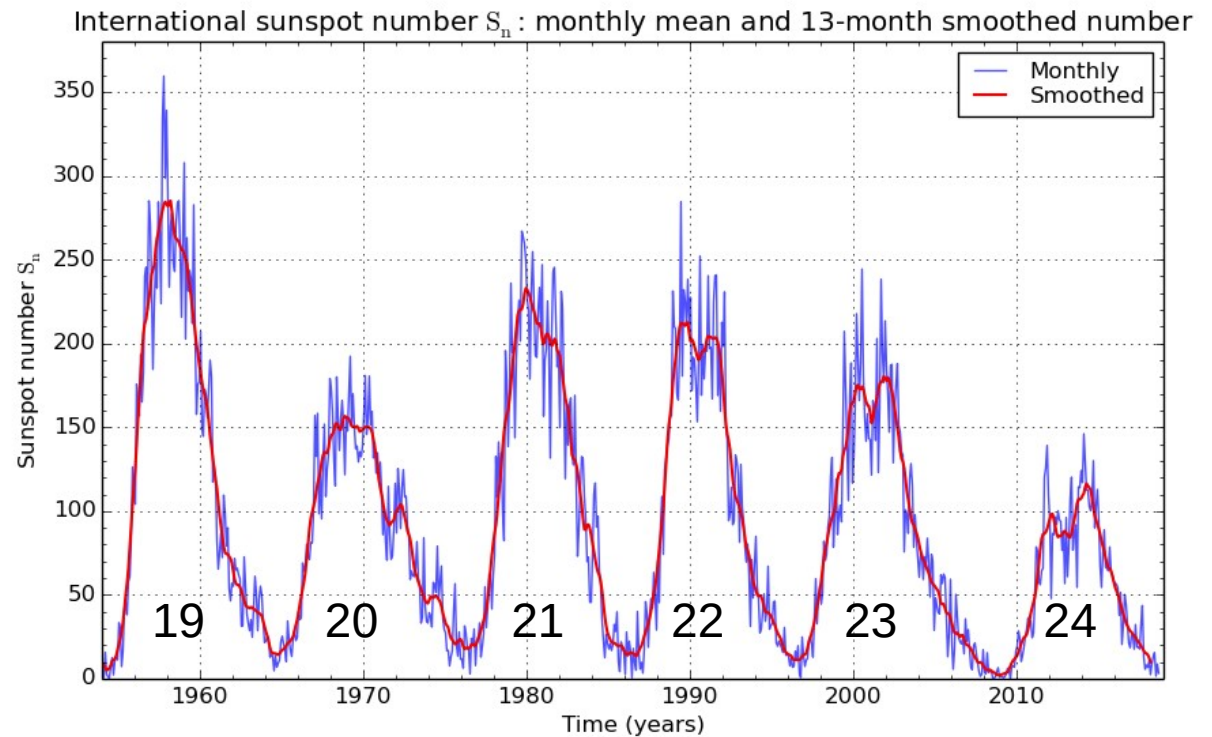


Períodos com ciclos fracos como os mínimos de Maunder e Dalton parecem coincidir com períodos de baixas temperaturas na Europa, mas não necessariamente no resto do mundo.

# O Ciclo Solar

## Um zoom nos anos mais recentes

Atualmente estamos no ciclo 25.  
O ciclo 24 terminou em dezembro de 2019 e foi o mais fraco desde 1923.



# O Ciclo Solar

## Um zoom nos anos mais recentes ainda

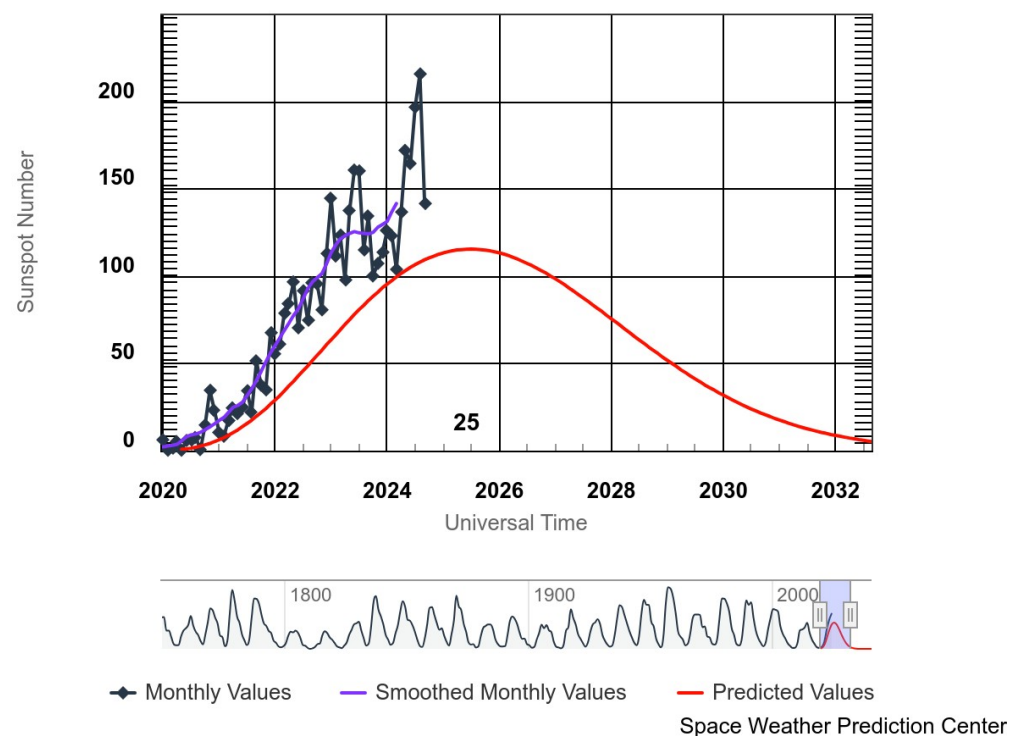
Previsões para o atual ciclo, iniciado em 12/2019, foram de ele ser igualmente ou mais fraco que o 24<sup>o</sup>, mas estas não estão se confirmando.

**Modelos climáticos** que buscam quantificar a **influência da irradiância solar** sobre a **temperatura**

na **Terra não** conseguiram explicar o **aquecimento rápido** das últimas décadas.

=> Este tem **outra(s) causa(s)**.

ISES Solar Cycle Sunspot Number Progression



# O Ciclo Solar

As primeiras manchas de um ciclo aparecem em torno de latitude solar  $\pm 40^\circ$ , mas durante o ciclo aparecem cada vez mais perto do equador solar, resultando em **diagramas de borboleta**.

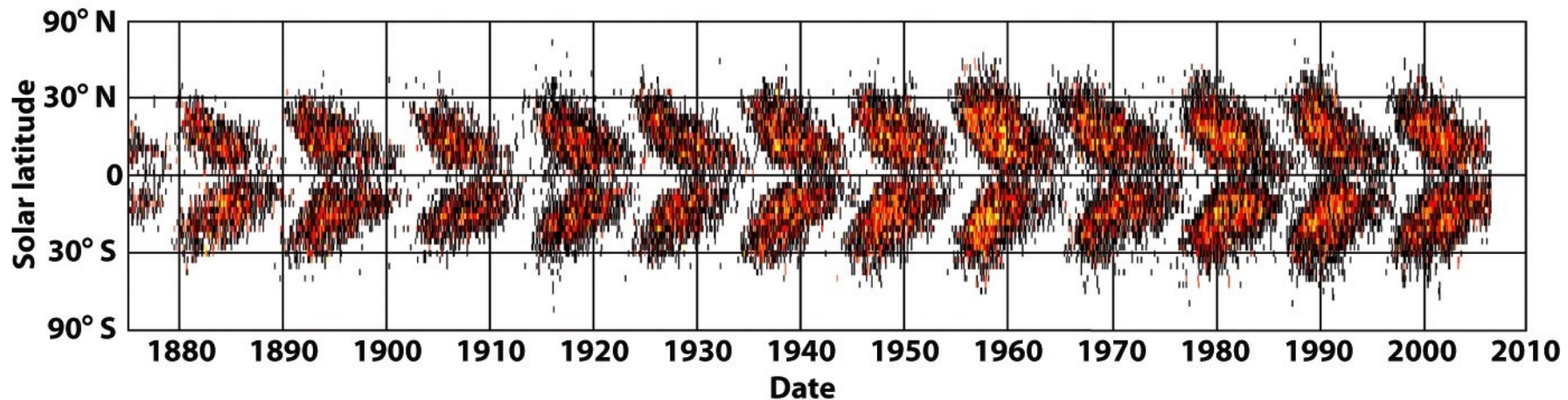


Figure 16-19  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W. H. Freeman and Company

Latitudes das manchas solares em função do tempo

# O Ciclo Solar

**Plages** (francês para praias) são regiões na **cromosfera** brilhantes em **H $\alpha$**  perto de **manchas solares**, que surgem pouco antes do aparecimento das manchas e somem logo depois do sumiço das manchas naquela região.

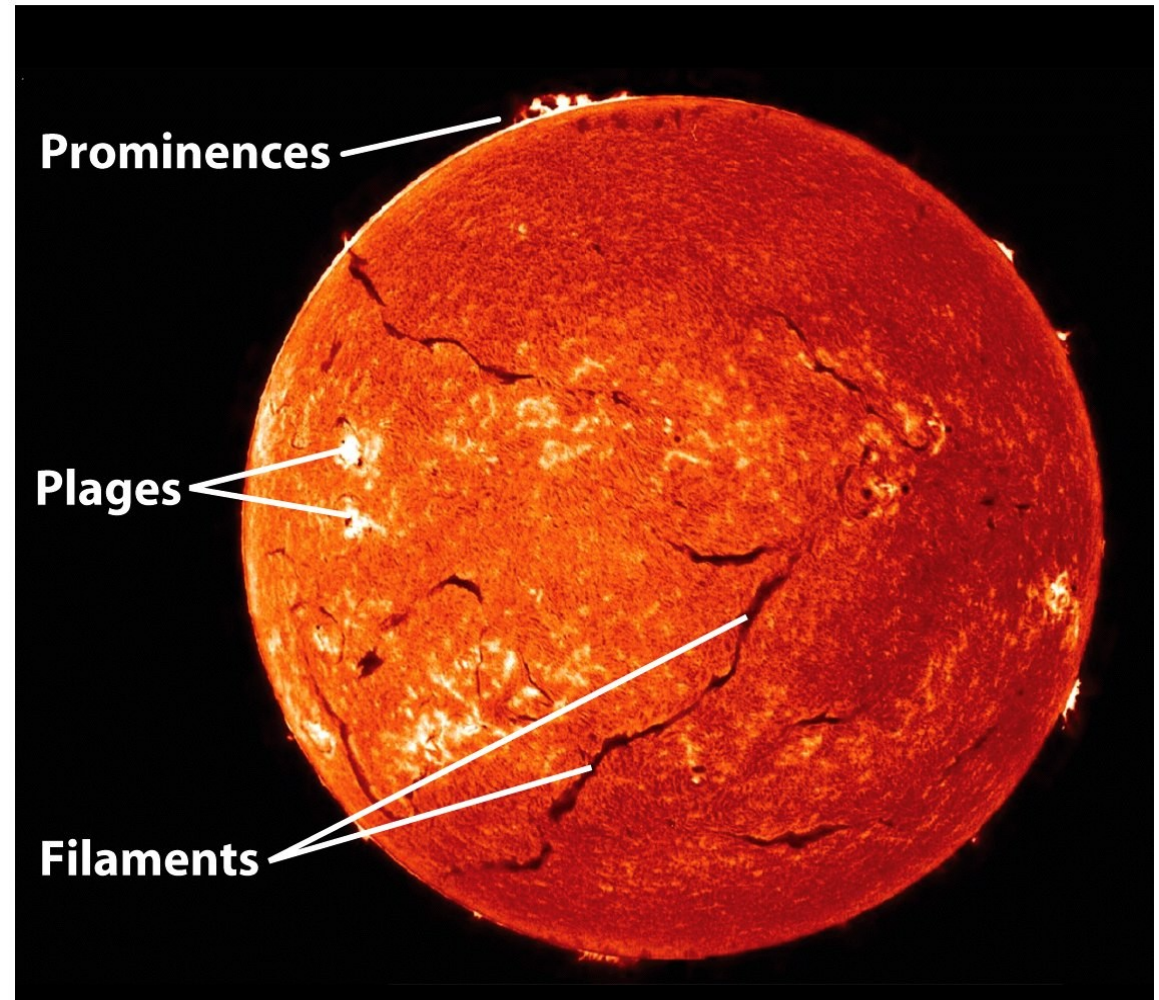


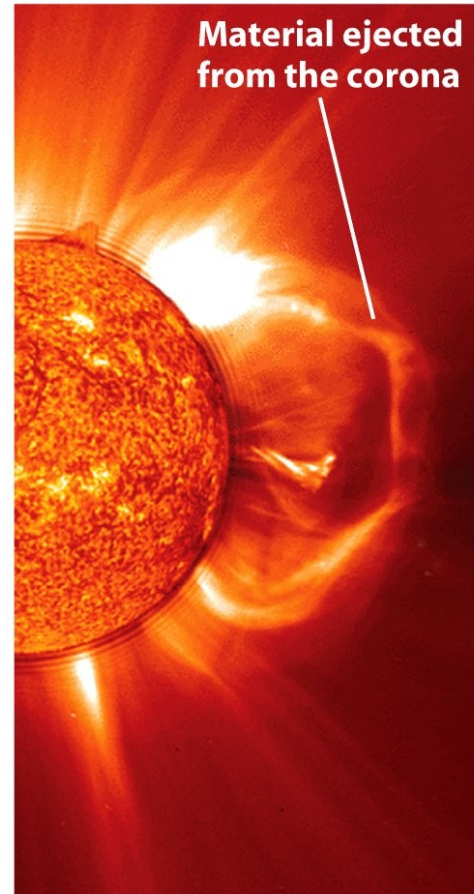
Figure 16-26  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W. H. Freeman and Company

# O Ciclo Solar

Outro fenômeno associado com atividade de manchas solares são as **erupções solares**.

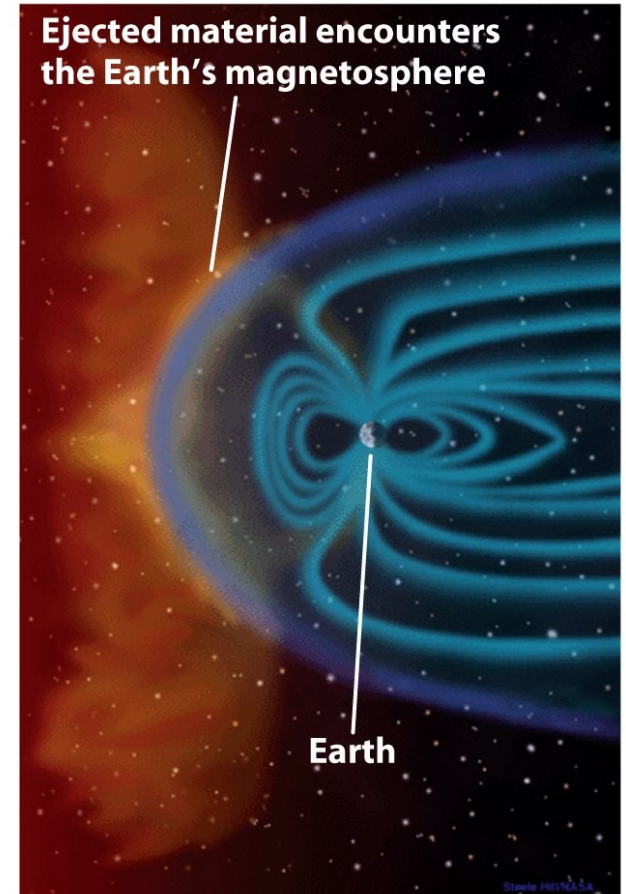
Elas medem até 100 000 km e liberam **energias** de  $10^{17}$  J a  $10^{25}$  J em **ms** a **horas**, parcialmente na forma de **partículas carregadas**, que podem inter-

romper comunicações ou causar perigo para astronautas quando chegam na Terra entre 0.5 e 4 horas depois.



(a) A coronal mass ejection

Figure 16-28  
Universe, Eighth Edition  
© 2008 W.H. Freeman and Company



(b) Two to four days later

# O Ciclo Solar

As erupções surgem em cima de **grupos de manchas solares**, quando o **campo magnético** é perturbado.

A **reconexão** de linhas de campo magnético **libera** a **energia armazenada** no **campo**, produzindo **fótons** e, às vezes, acelerando **raios cósmicos** (partículas) solares.

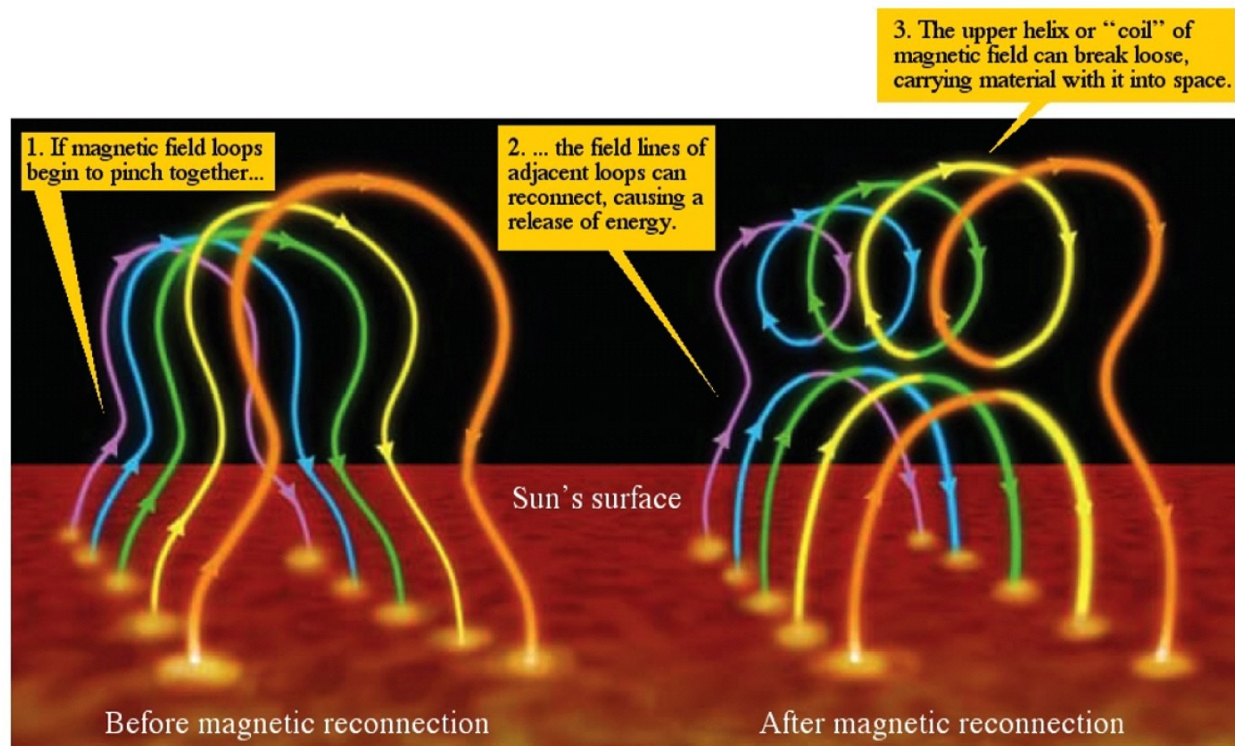


Figure 16-25b  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W. H. Freeman and Company

# Energia e Pressão Magnética

Fenômenos Eletromagnéticos:

**Densidade** de **energia** estocada num **campo magnético**  $B$ :

$$u_m = B^2/2\mu_0, \text{ onde } \mu_0 = \text{permeabilidade do vácuo} = 4\pi \cdot 10^{-7} \text{ N/A}^2$$

=> **Comprimir** o **campo aumenta** sua **densidade** de **energia**,  
ou seja, custa **trabalho**  $W = \int P \cdot dV$

pela 3ª lei de Newton, o **campo** também exerce uma **pressão**,  
a **pressão magnética**  $P_m$ , que deve ser igual a  $P$ .

$$\int u_m dV = \int dU_m = W = \int \mathbf{F} \cdot d\mathbf{s} = \int P_m A_{\perp F} ds_{\parallel F} = \int P_m dV$$

$$\Rightarrow P_m = u_m = B^2/2\mu_0$$

A pressão magnética é **igual** à densidade de energia magnética!

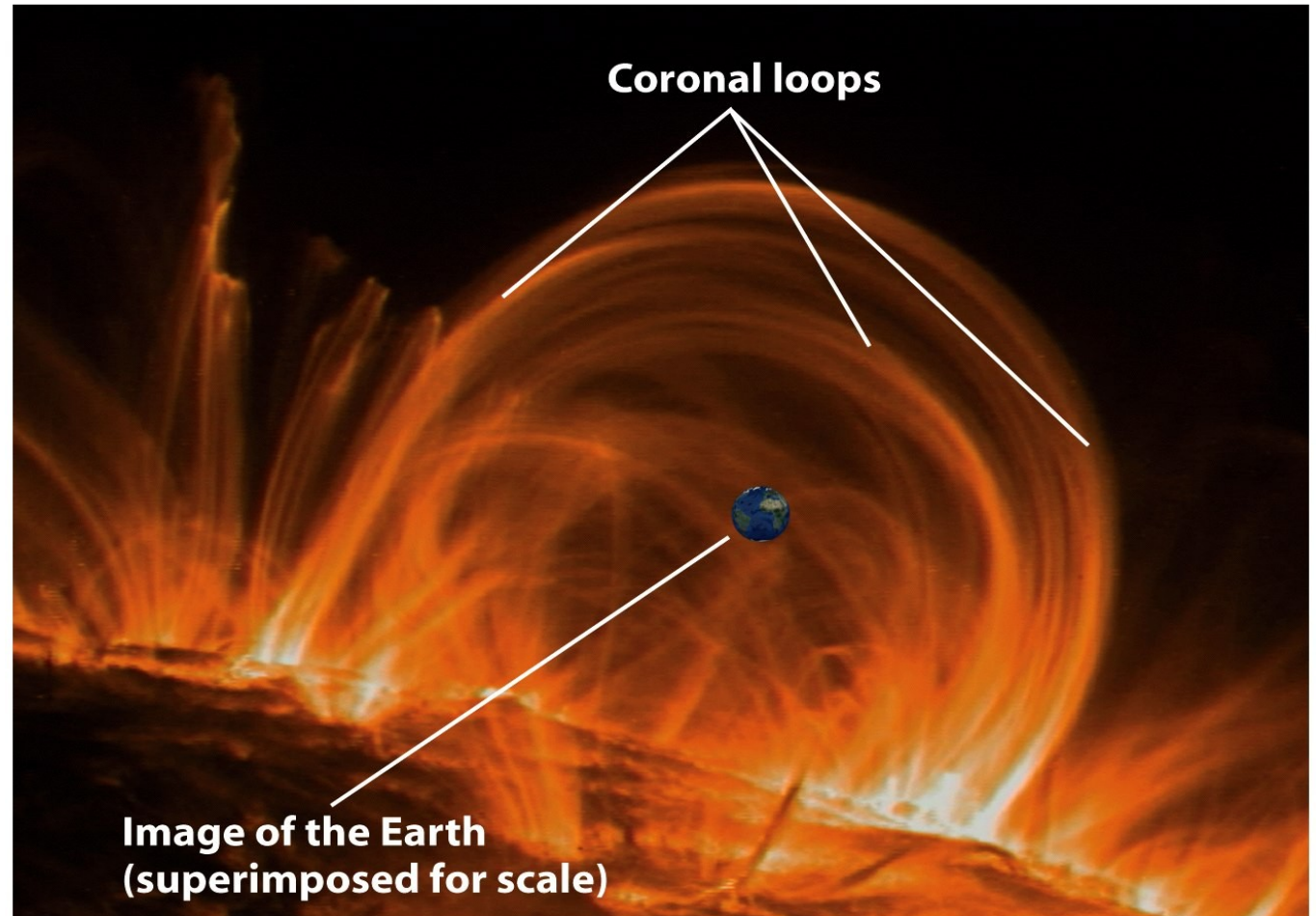
(Exercício: Confira que as unidades de densidade de energia e de pressão são as mesmas.)

# O Ciclo Solar

**Proeminências solares** são cortinas de **gás ionizado**, que se formam ao longo de **linhas do campo magnético solar**.

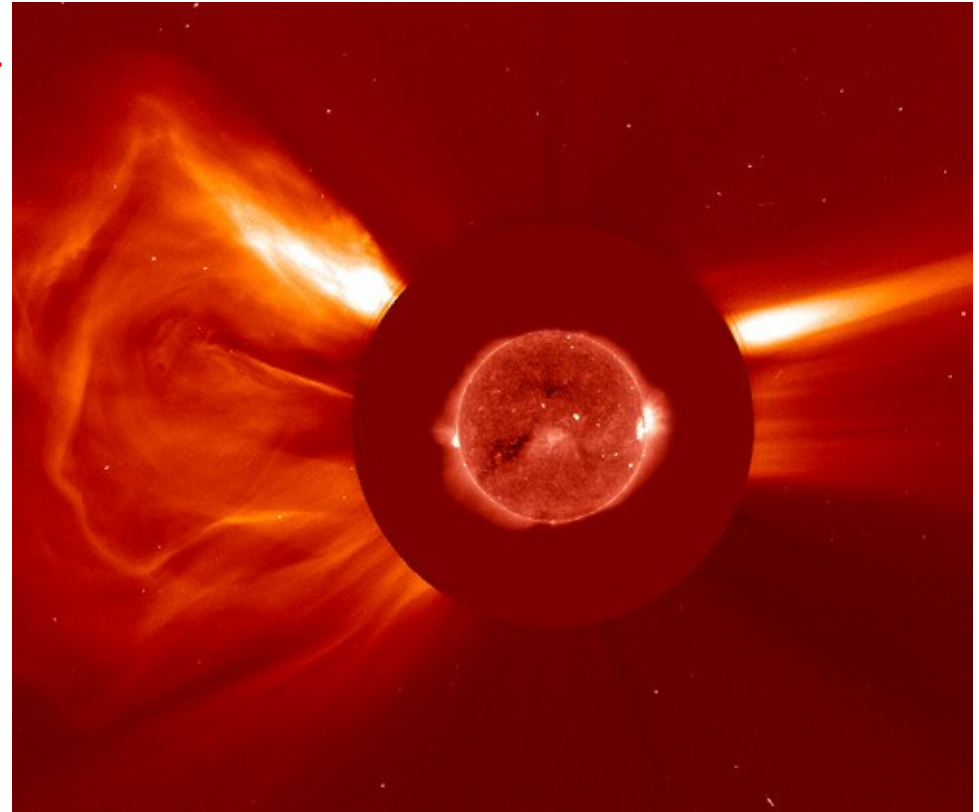
Elas são menos quentes,  $\sim 8000$  K, e mais densas que o gás da coroa em volta.

Elas têm vida média de semanas ou meses e são observáveis em linhas de emissão de hidrogênio.



# O Ciclo Solar

Quando uma **Proeminência solar** se torna **instável**, pode ocorrer a **ejeição de massa coronal**, fenômeno similar a uma erupção solar, mas em maior escala, levando uma **fração significativa** da **massa da coroa**, de  $5 \cdot 10^{12}$  kg a  $5 \cdot 10^{13}$  kg junto a velocidades de 400 a 1000 km/s.



A **frequência** destes eventos **aumenta** durante fases de **alta atividade solar**.

# O Ciclo Solar

O Modelo de Dínamo Magnético para explicar o Ciclo Solar (Horace Babcock, 1961)

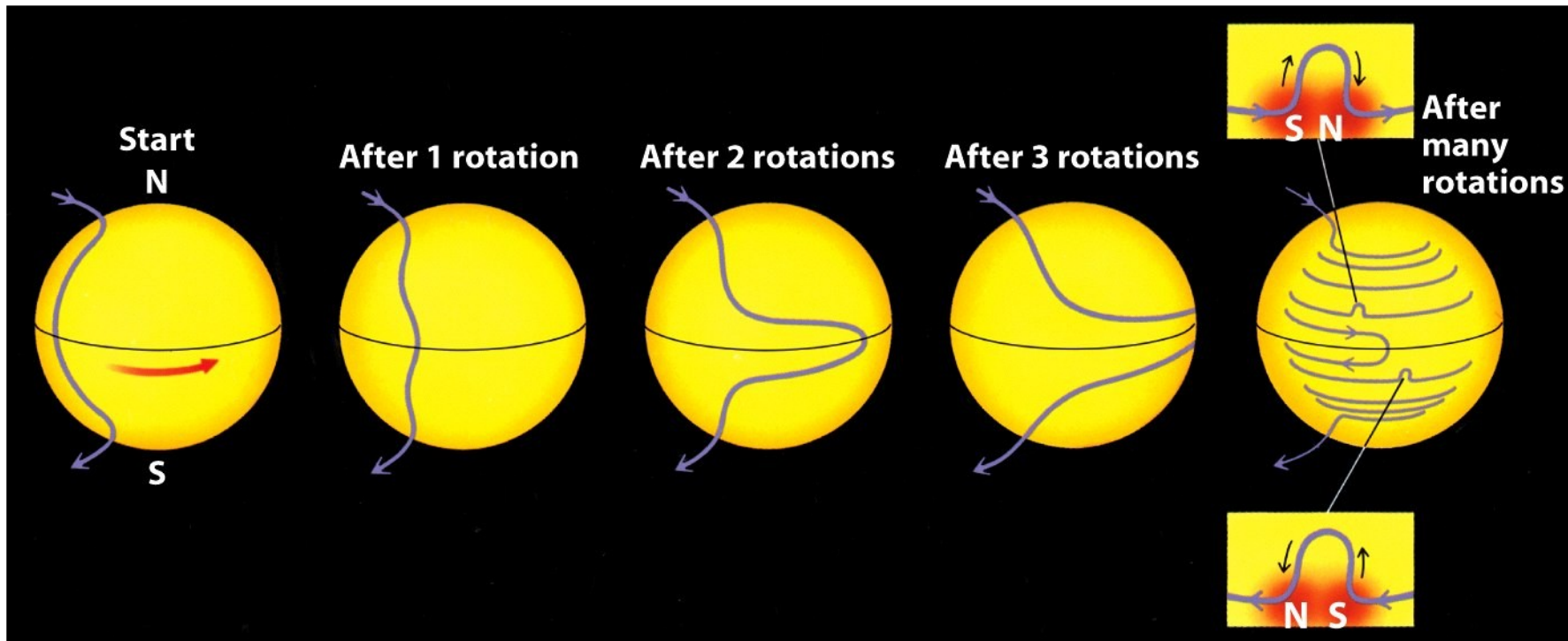
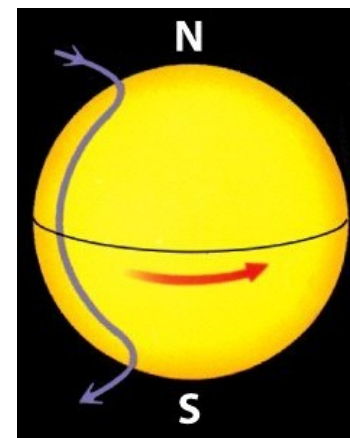


Figure 16-23  
*Universe, Eighth Edition*  
© 2008 W. H. Freeman and Company

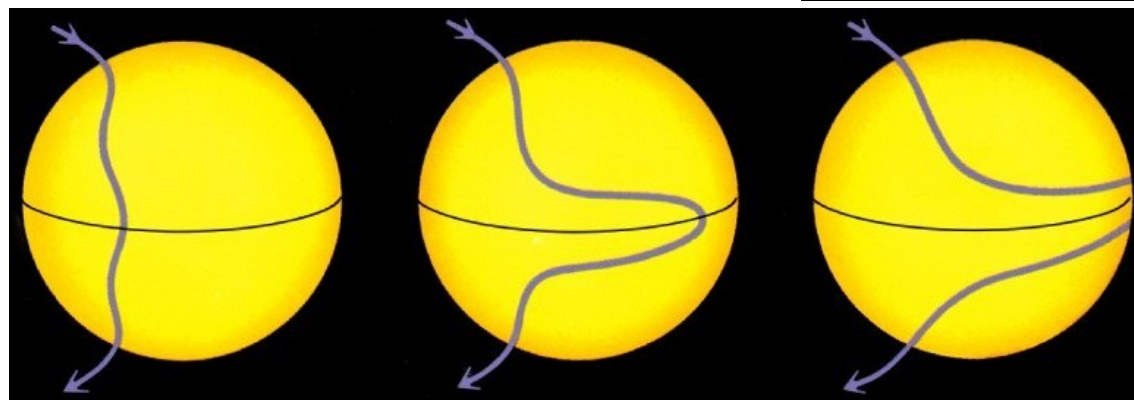
# O Ciclo Solar

## O Modelo de Dínamo Magnético

- Inicialmente, o **campo magnético** é **poloidal**.



- As **linhas de campo** são **congeladas** no **gás**, e **arrastadas** juntas com a **rotação diferencial**.



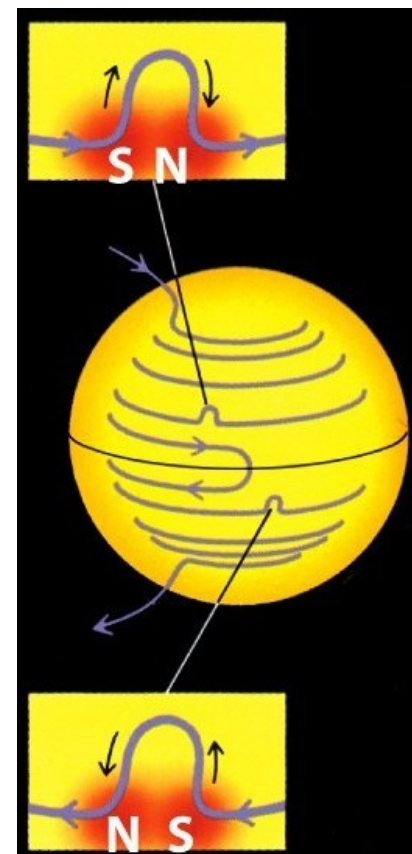
Isto adiciona um **componente toroidal**.

- A **convecção torce** as **linhas de campo**, gerando regiões de **campos fortes**.

# O Ciclo Solar

## O Modelo de Dínamo Magnético

- A **pressão magnética** faz as **linhas de campo subirem** até a superfície, onde geram os grupos de **manchas solares**.
- Inicialmente, estes grupos aparecem a **latitudes altas**.
- Enquanto a **rotação diferencial** produz mais e mais “**nós**” nas **linhas de campo**, as manchas aparecem **mais perto do equador solar**.



# O Ciclo Solar

## O Modelo de Dínamo Magnético

- Chegando no **equador**, as manchas de **polaridade oposta** se **cancelam**, diminuindo o número de grupos de manchas.
- Quando todos os nós nas linhas e todas as manchas solares são **cancelados**, o **campo poloidal** é **reestabelecido**, mas com **polaridade inversa**.

Este modelo explica qualitativamente um monte de fenômenos do ciclo solar, como os diagramas de borboleta.

Infelizmente, o cálculo exato requer um tratamento completo das equações da magnetohidrodinâmica, e é complicado demais para ser feito (por enquanto).



Universidade Federal do ABC

# Introdução à Física Estelar

## FIM PRA HOJE

