



Universidade Federal do ABC

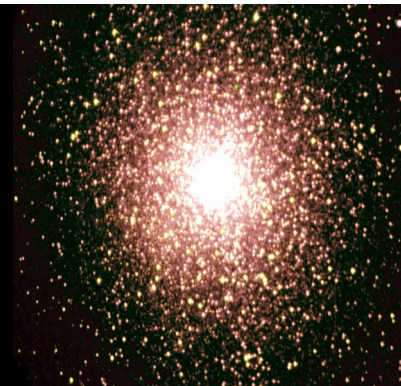
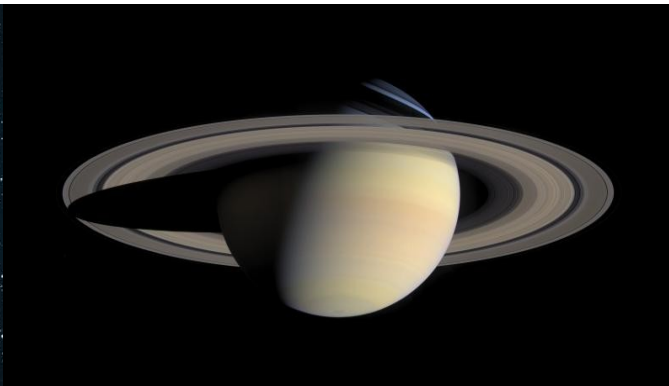
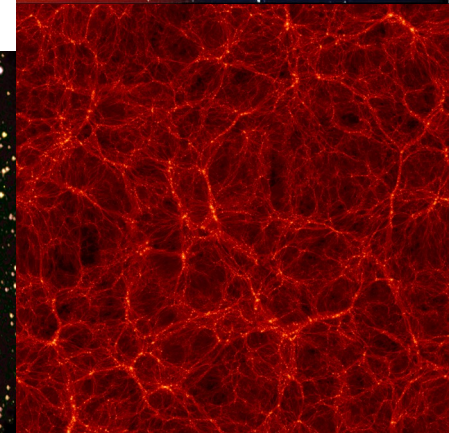
Noções de Astronomia e Cosmologia

6. O Sol

Prof. Pieter Westera

pieter.westera@ufabc.edu.br

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



O Sol

Símbolo ☉

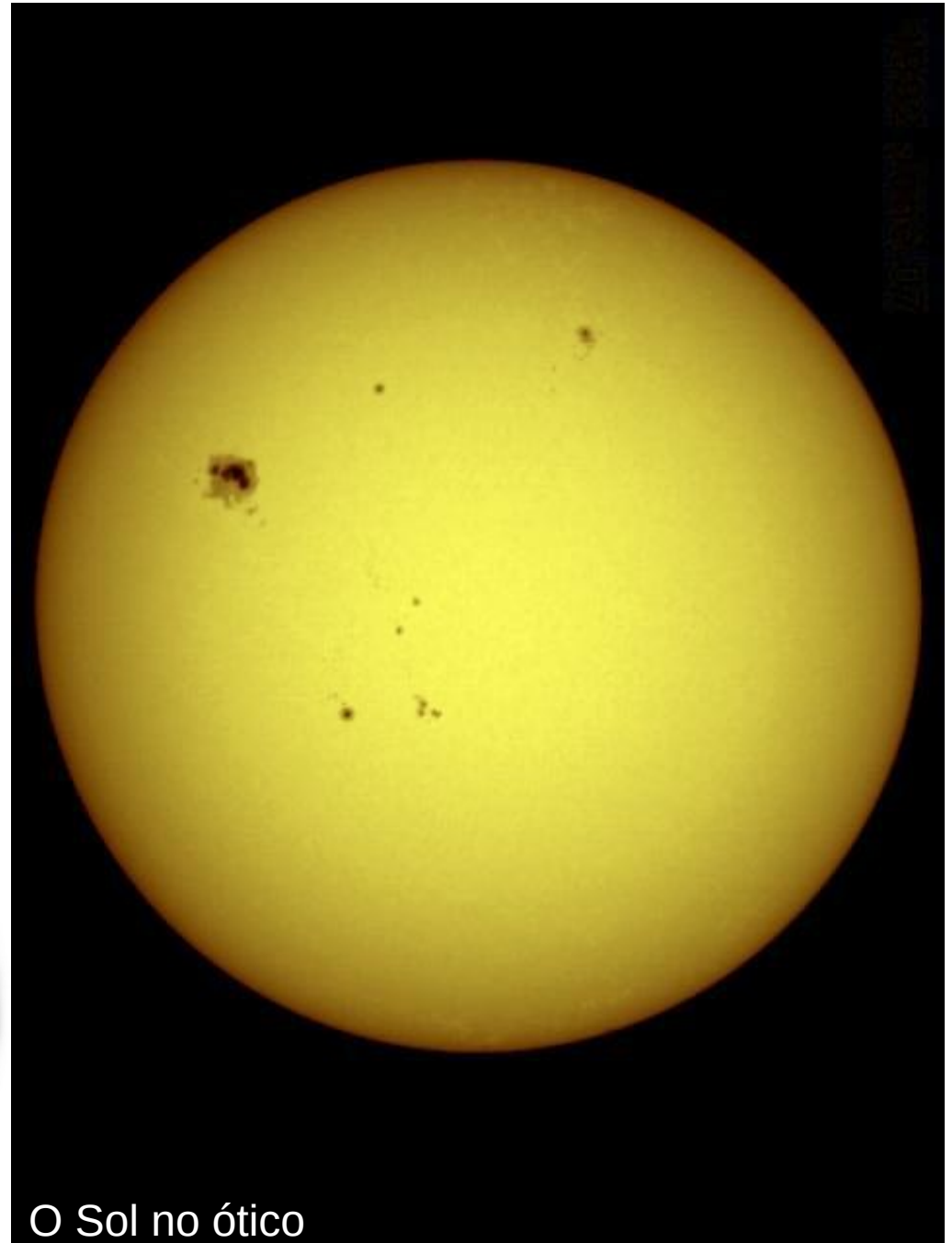
Associado com centenas de divindades por culturas em todos os continentes.



Helios, deus grego do Sol



deus Inca do Sol



O Sol no ótico

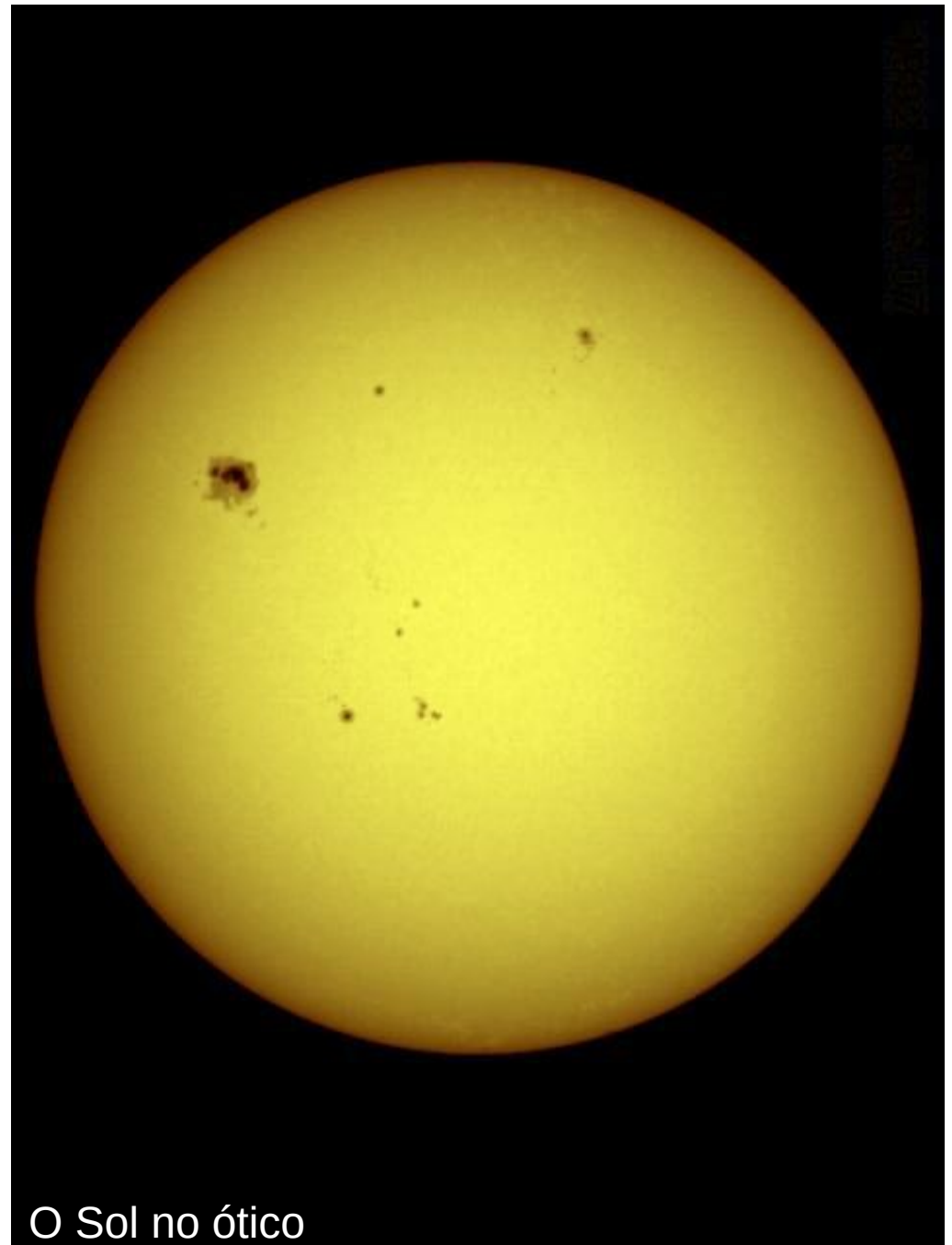
O Sol

Estrela Central do Sistema Solar

(Estrela = bola de gás e plasma quente fazendo fusão nuclear no interior, vide próximas aulas):

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_{\oplus}



O Sol no ótico

O Sol

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

$$= 333\,000 M_{\oplus}$$

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

$$= 99.85 \% \text{ de } M_{\text{Sistema Solar}}$$

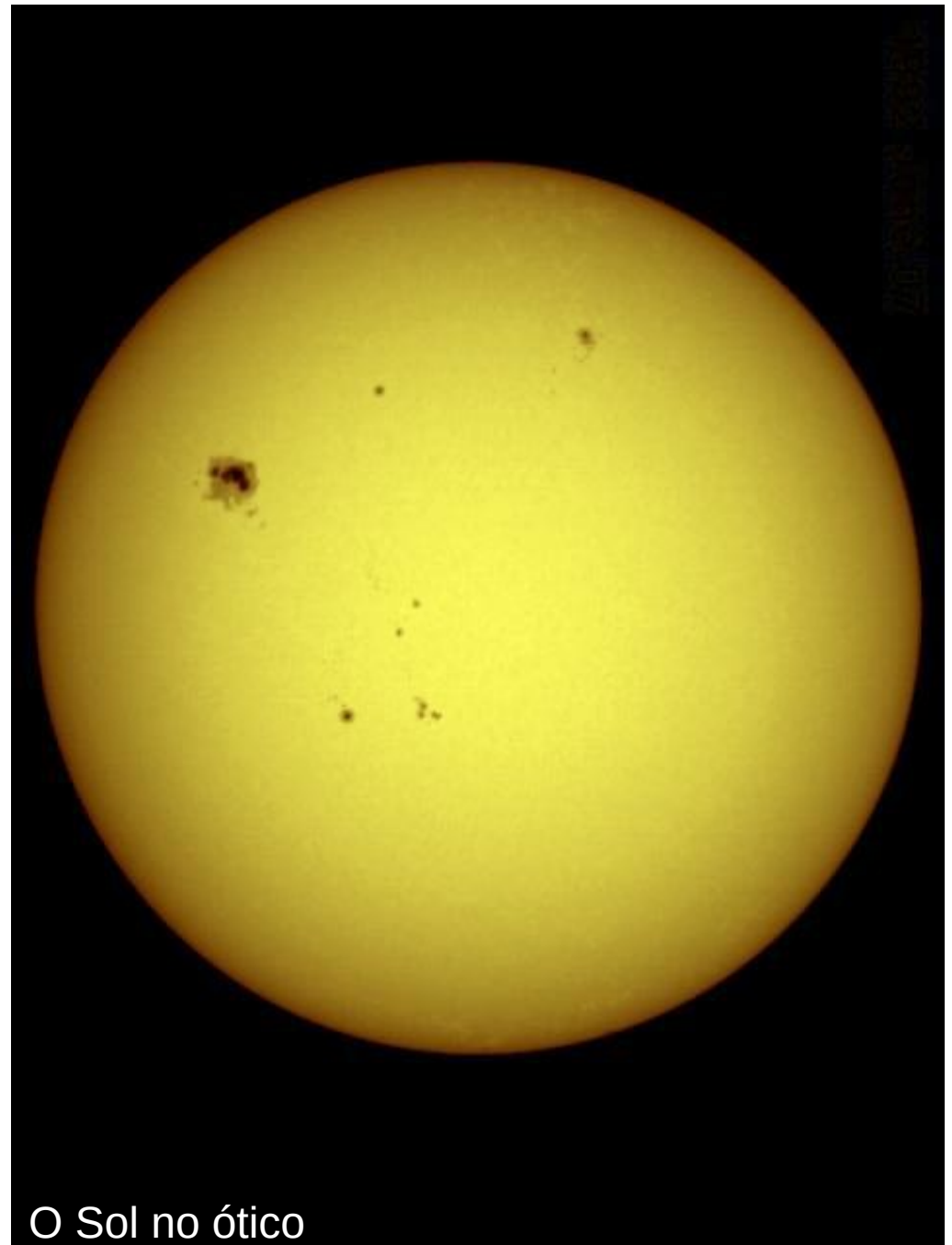
é frequentemente usada como
unidade de massa na astronomia

dens. média: 1410 kg/m^3

temperatura na superfície:

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

Fornece ~**toda** a **luz** e
energia do **Sistema Solar**,
 $3.9 \cdot 10^{26} \text{ W}$, valor chamado
constante solar.

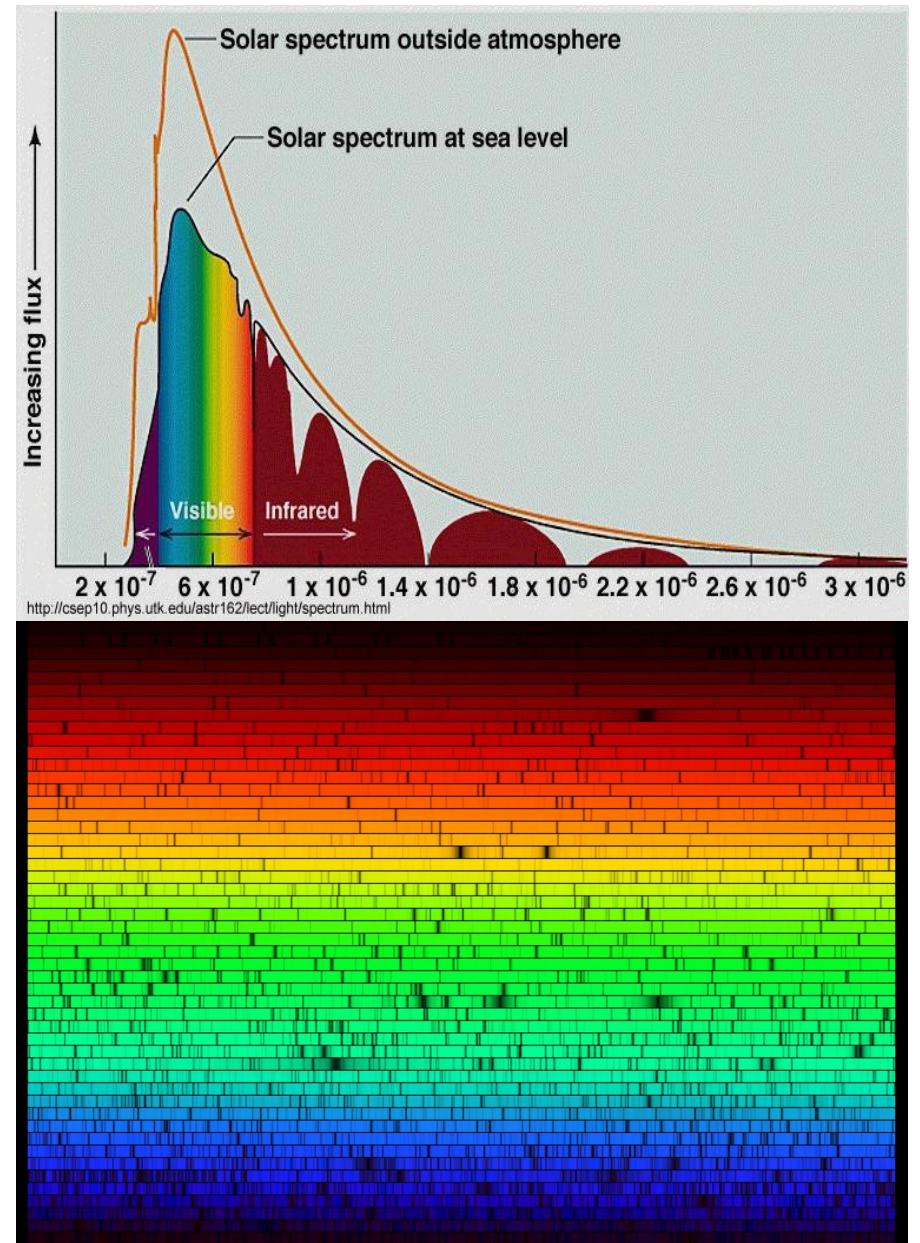


O Sol no ótico

O Espectro Solar

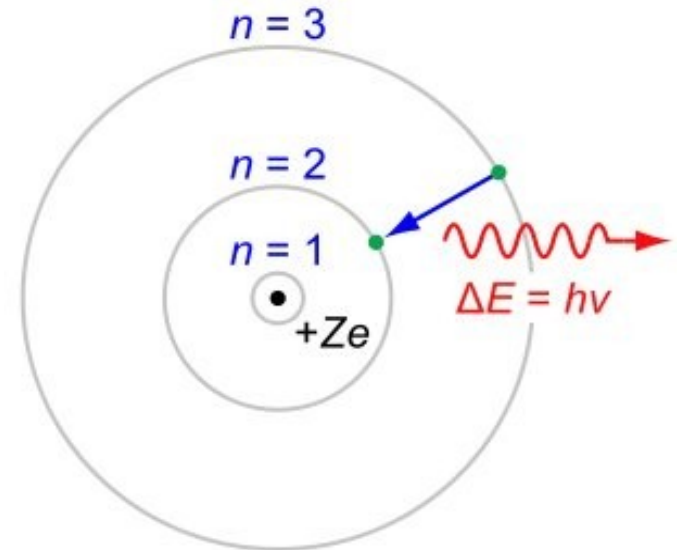
William Hyde **Wollaston**:
Em 1802, observou que passando a luz por uma fenda, e depois por um prisma, apareciam algumas **linhas escuras** no espectro, que ele interpretou como o limite das cores.

Joseph von **Fraunhofer**:
Até 1826, esse fabricante de instrumentos de vidro já havia contado 574 linhas escuras no espectro solar, chamadas depois de **linhas de Fraunhofer**.



A Interação Matéria-Luz

Para entender o espectro do Sol, lembremos algumas coisas sobre a **interação** entre **matéria** e **radiação** (luz) (=> Estrutura da Matéria, Física Quântica, Interações Atômicas e Moleculares, ...).



Os átomos e moléculas têm diferentes **níveis** de **energia**, dependendo do estado orbital dos elétrons, do estado de vibração, etc.

Ex. Os níveis de energia do átomo de hidrogênio são

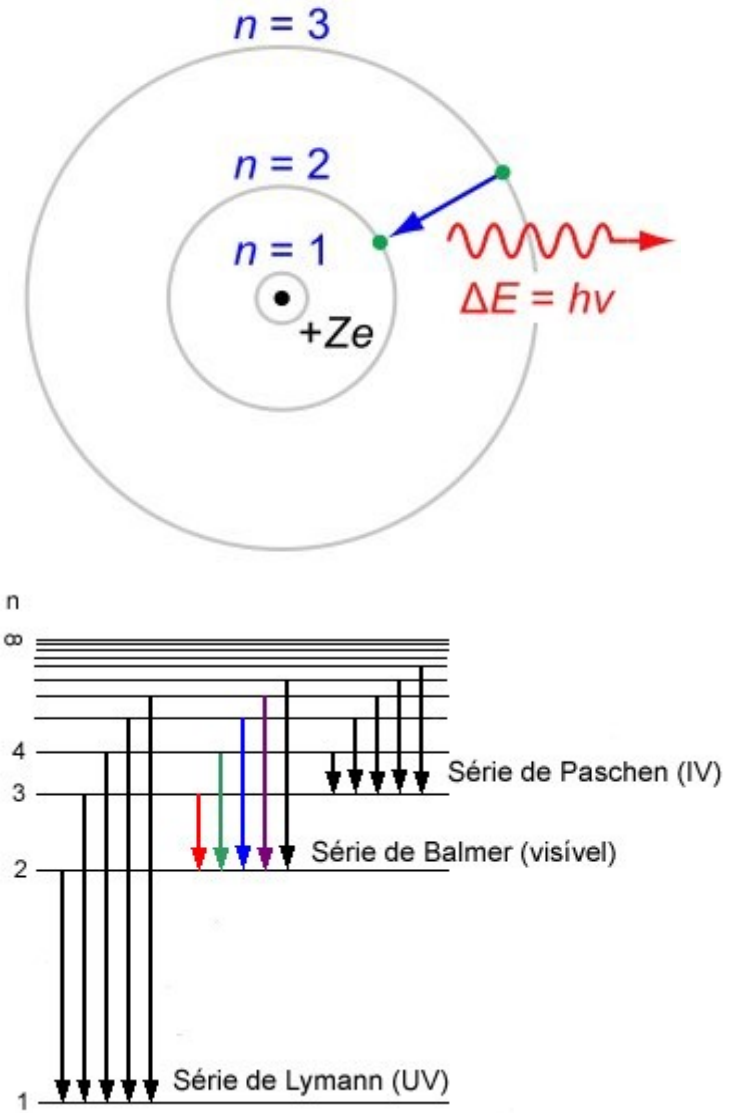
$E_n = -(1/n^2) \cdot E_0$, onde $n = 1, 2, 3, \dots$, onde

$E_0 = m_e e^4 / 32 \pi^2 \epsilon_0^2 \hbar^2 = 2.18 \cdot 10^{-18} \text{ J} = \text{Energia de Bohr}$, e

n é número quântico da energia

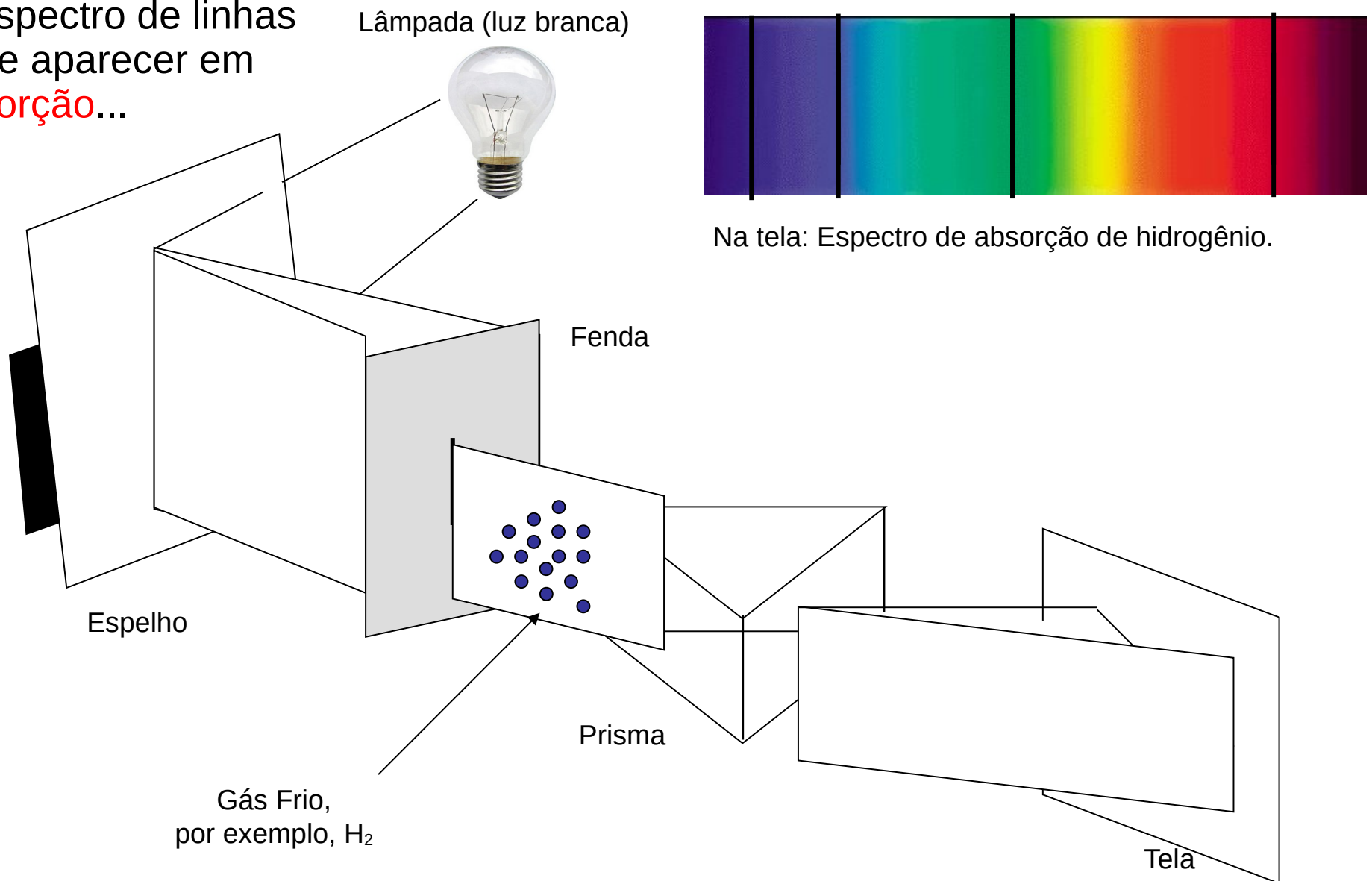
A Interação Matéria-Luz

As **diferenças de energia** entre níveis são as energias que o átomo tem que ganhar ou perder para mudar de estado, de n_i para n_f . Se isto ocorre por absorção ou emissão de um fóton, este fóton vai ter uma energia de $h\nu = |\Delta E| = |E_i - E_f| = E_0 \cdot |1/n_f^2 - 1/n_i^2|$. O conjunto das **frequências / comprimentos de onda** destes fótons é **característico** para o **elemento** ou a molécula, e se chama **espectro de linhas** deste.



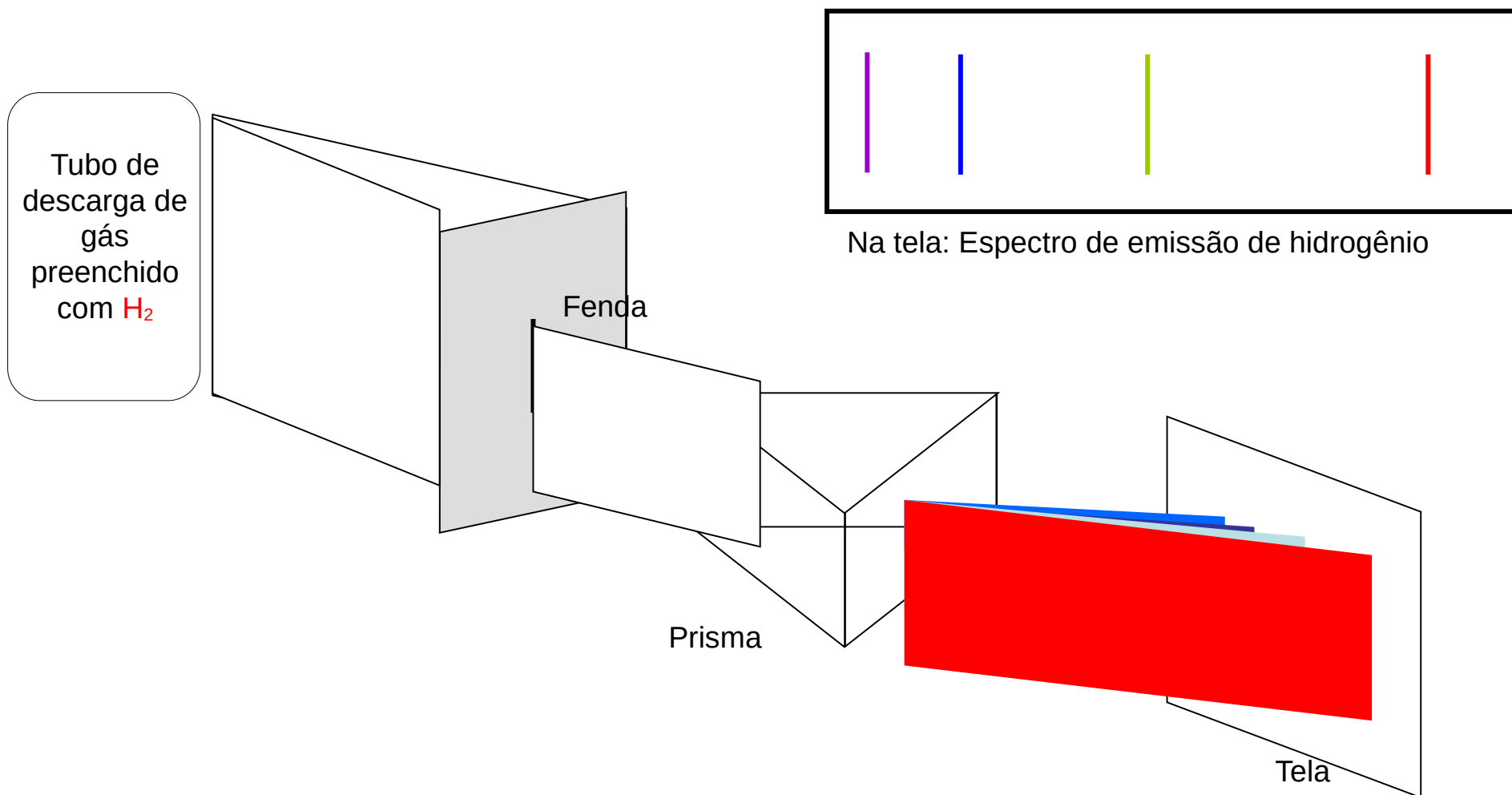
Absorção Atômica

O espectro de linhas
pode aparecer em
absorção...



Emissão Atômica

Ou em **emissão**.



A Interação Matéria-Luz

Leis de Kirchhoff

Um corpo **opaco quente**, sólido, líquido ou gasoso, emite um **espectro contínuo**.

Um **gás transparente** produz um **espectro de linhas de emissão**. O número e a posição (comprimento de onda) das linhas depende dos **elementos químicos** presentes no gás.

Se um **espectro contínuo** passar por um **gás** à temperatura mais baixa, o gás frio provoca o aparecimento de **linhas escuras** na tela. O número e a posição destas linhas depende também dos **elementos químicos** presentes no gás.

Estas leis ajudarão mais tarde para interpretar o **espectro do Sol**.

A Interação Matéria-Luz

Linhas “permitidas” e “proibidas”

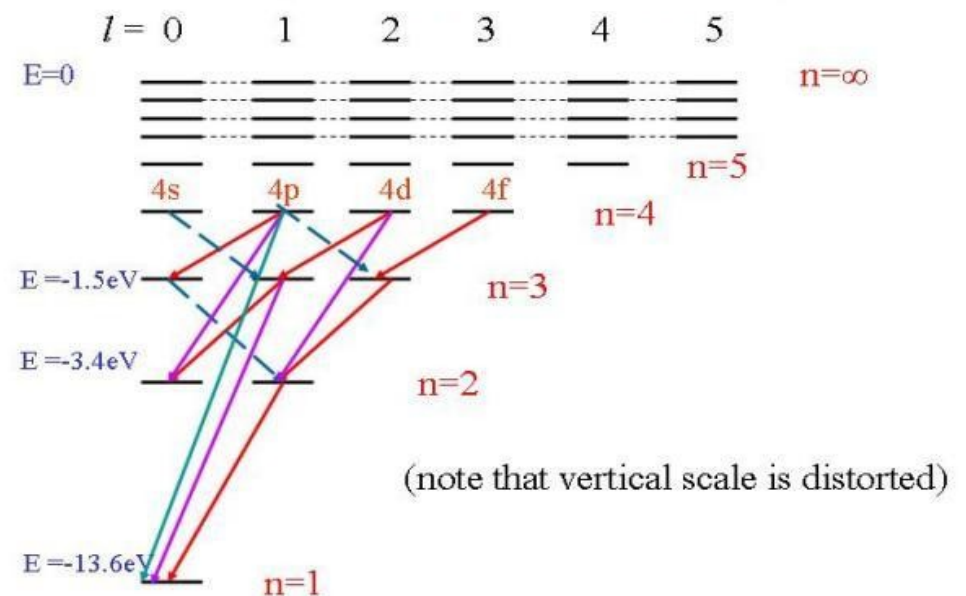
As **partículas** elementares, i. e. prótons, elétrons, nêutrons, etc., e as partículas compostas, p.e. átomos, têm um tipo de **momento angular intrínseco**, dado pelo número quântico l .

No exemplo de hidrogênio, o número de possíveis valores de l aumenta com o nível de energia (veja a figura).

Em uma **transição**, naquela um **fóton** é **emitido**, este carrega pra fora **uma unidade**, positiva ou negativa, de momento angular (fótons têm momento angular 1) => l muda por ± 1 .

Linhas permitidas são linhas que correspondem a **transições**, naquelas o **momento angular** do átomo **muda** por ± 1 .

Diagrama de níveis de energia de hidrogênio



A Interação Matéria-Luz

Linhas “permitidas” e “proibidas”

=> Existem **níveis** de **energia**, de onde o átomo **não** pode sair por **emissão permitida** de um **fóton**, chamados **níveis metaestáveis**.

Porém, muito **raramente** (tipo, em milhões de anos) uma transição “proibida” pode acontecer, assim emitindo um fóton de uma **linha proibida**.

Linhas proibidas normalmente são simbolizadas usando colchetes, exemplos: [He I], [O II], ...

Em ambientes de **densidades “comuns”**, os átomos **não** ficam em níveis metaestáveis por um tempo suficiente para ocorrer uma **transição proibida**. Eles logo são excitados para outros níveis por choques com outros átomos.

=> **Linhas proibidas** são assinaturas de **gases** muito **tênues**.

Diagrama de níveis de energia de hélio



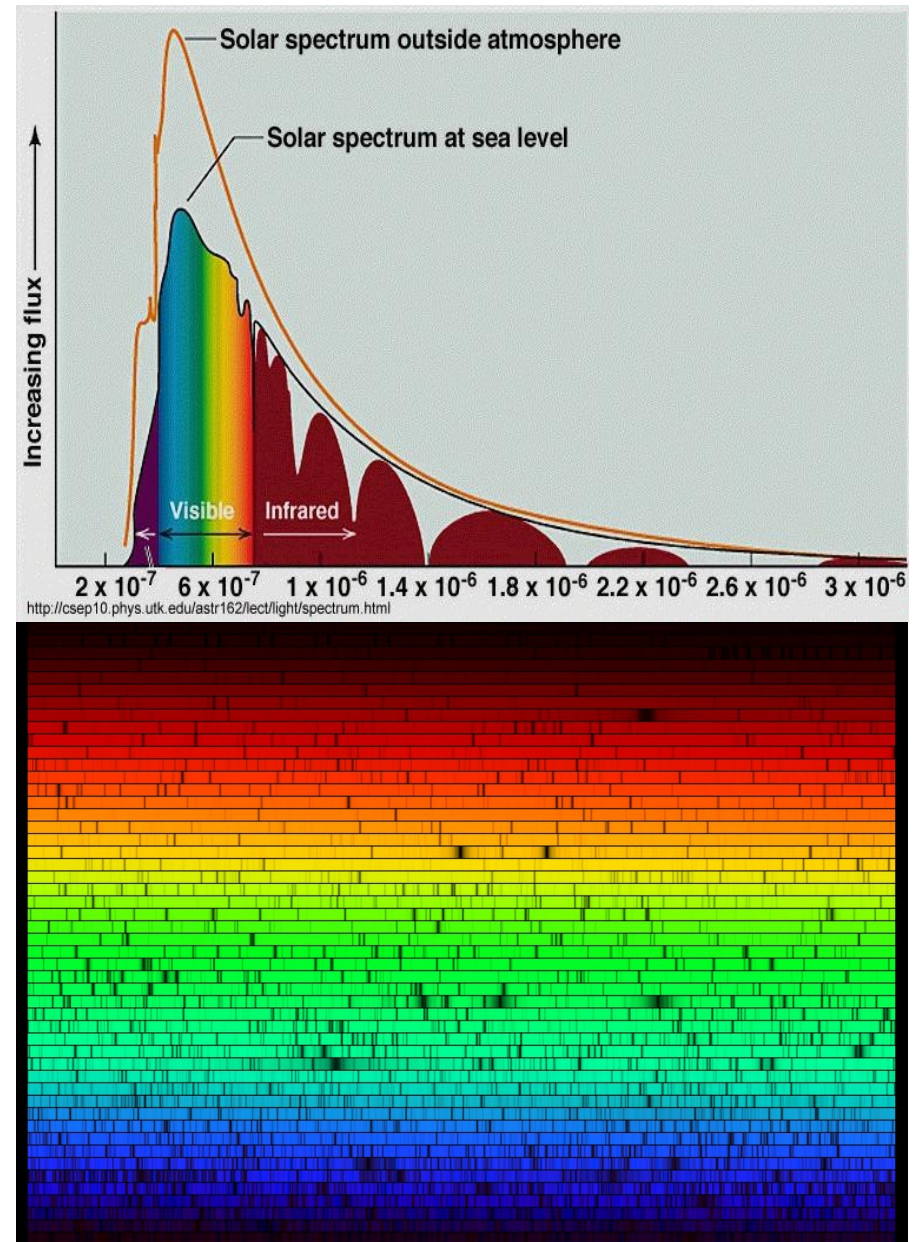
O Espectro Solar

Voltemos ao **espectro do Sol**

É o espectro de um Corpo Negro de 5777 K com as **linhas de absorção** dos **componentes** da sua camada exterior, a fotosfera.

Sua **composição química**, com relação a sua **massa** é de 74 % de **hidrogênio**, 24 % de **hélio** e 2 % de outros elementos.

O hélio tem seu nome por ter sido encontrado pela primeira vez no espectro solar em 1868 (grego: Helios = Sol). Na Terra, o hélio foi encontrado só em 1895.



O Sol

O Sol tem idade $4.57 \cdot 10^9$ anos e irradia $L = 3.9 \cdot 10^{26}$ W

De onde ele tira esta energia toda?

Será que é **energia potencial gravitacional**, liberada na sua contração?

Supondo que ele tem densidade constante, e que a Nébula Solar inicialmente tinha tamanho infinito ($E_0 = 0$):

Energia potencial gravitacional de uma bola de densidade constante: $E = -3/5 \cdot GM^2/R \Rightarrow$ liberamos $3/5 \cdot GM^2/R$

Mas, pelo teorema do virial, metade desta energia virou energia cinética das partículas do Sol, agora quente.

\Rightarrow resta $\Delta E = 3/10 \cdot GM^2/R$

O Sol brilharia $\Delta E/L \approx 5$ mio. anos para gastar esta energia, bem **menos** que sua **idade**.

\Rightarrow **Energia potencial gravitacional não explica** a potência do Sol.

O Sol

Será que é **energia química**?

Supondo que o Sol consiste de petróleo:

Queimar petróleo libera $Q_{\text{pet}} = 42 \cdot 10^6 \text{ J/kg}$

(Outras reações químicas envolvem energias por massa comparáveis)

Tempo para queimar uma massa solar de petróleo na taxa da potência solar: $E_{\text{tot}}/L = M \cdot Q_{\text{pet}}/L \approx 7000 \text{ anos}$.

Energia química também **não explica**

(sem falar que ainda se teria que explicar de onde vem o oxigênio necessário para queimar o petróleo).

Por muito tempo a fonte de energia do Sol era um **mistério**.

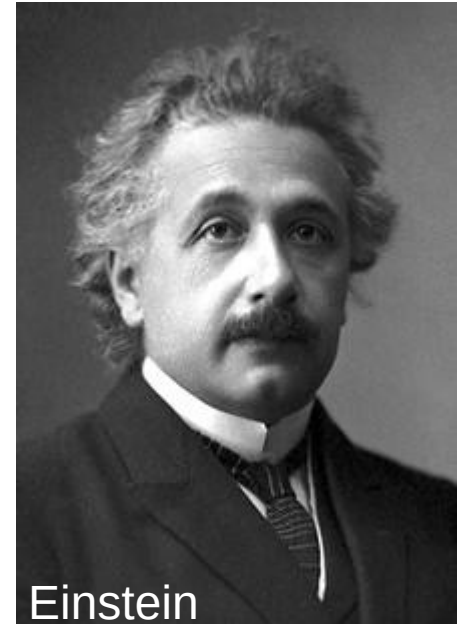
O Sol

Em 1905, **Albert Einstein** desenvolveu a **Teoria da Relatividade** Restrita/Especial, e em 1915, a Geral, um dos resultados sendo a **equivalência massa-energia**:

$$E = mc^2$$

Em 1920, F. W. Alston descobriu que **um átomo de hélio** tem da ordem de 7 ‰ **menos massa** que **4 átomos de hidrogênio**.

No mesmo ano, **Sir Arthur Eddington** levantou a hipótese, que a fonte de energia do Sol poderia ser a transformação de **hidrogênio** em **hélio** por **fusão nuclear**.



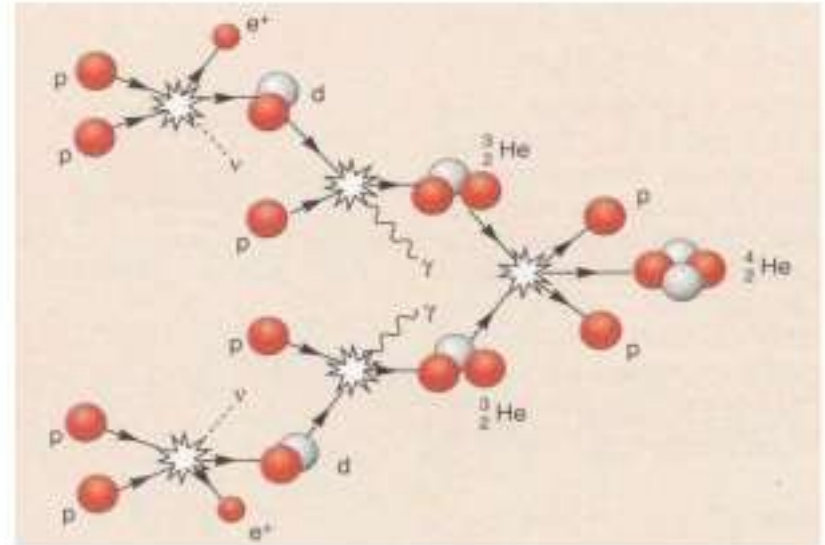
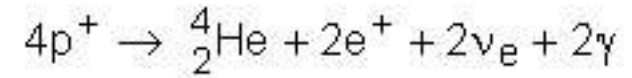
O Sol

No Sol, isto acontece predominantemente por um processo chamado **cadeia p-p** (próton-próton).

Já que, inicialmente, 74 % da massa do Sol era hidrogênio, ele tinha um estoque para gerar por “queima” (fusão nuclear) de hidrogênio uma energia de:

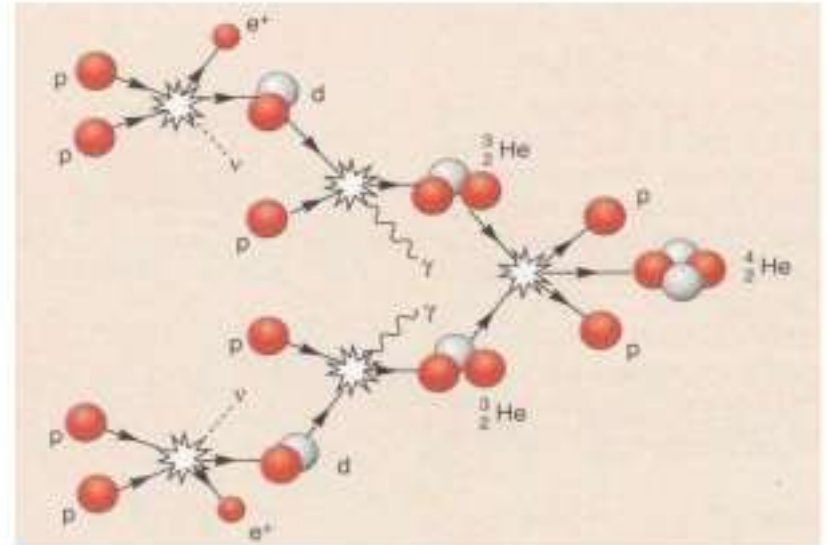
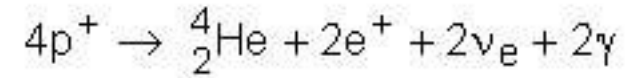
$$\Delta m \cdot c^2 = 0.007 \cdot M_{\text{H}} c^2 = 0.007 \cdot 0.74 \cdot M_{\odot} c^2 = 9.3 \cdot 10^{44} \text{ J},$$

o suficiente para brilhar por **75 bio. anos** à taxa atual, de 10^{38} transformações $4\text{H} \rightarrow \text{He}$ por segundo.



O Sol

Para a **fusão** acontecer, os prótons têm que ser jogados com bastante **velocidade** um contra o outro, para **superar** a **repulsão de Coulomb** (\Rightarrow Fen. El.mag.) entre eles.
 \Rightarrow Só em ambientes de **altas temperatura** e **pressão**, como no **núcleo do Sol** (16 mio. K, $2.3 \cdot 10^{16}$ Pa).



A **energia** é liberada em forma de dois **pósitrons** (as antipartículas dos elétrons, e^+) e dois **fótons** (γ).
Os **pósitrons** logo se **aniquilam** com **elétrons**, gerando mais dois **fótons**.

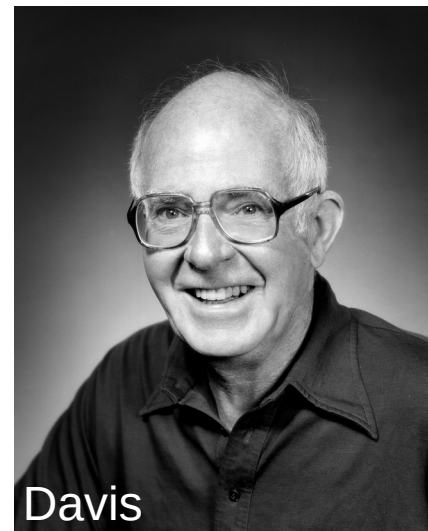
O Sol

Os **neutrinos**, ν_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” (existem neutrinos eletrônicos, ν_e , muônicos, ν_μ e tauônicos, ν_τ) 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.



Davis



Koshiba

O Sol

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

=> o Sol se **contrai**

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

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

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

=> o Sol 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 o assunto na aula sobre evolução estelar

O Sol

No decorrer dos Giga-anos (Ga ou Gyr, bilhões de anos), 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**.

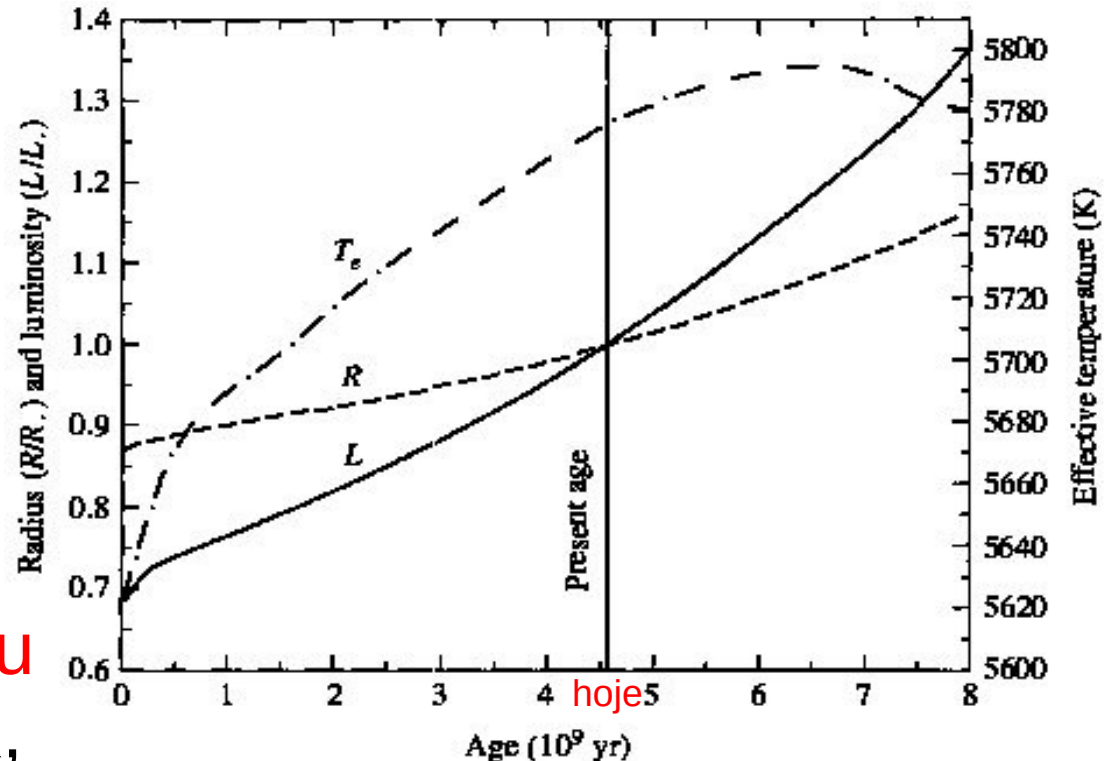
Pelo teorema do virial, metade desta energia é **irradiada** para fora, e a outra metade **aquece** a camada a cima, que começa a **queimar hidrogênio** também, gerando mais energia ainda que assim **aquece** e faz **expandir o envelope**.

(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.



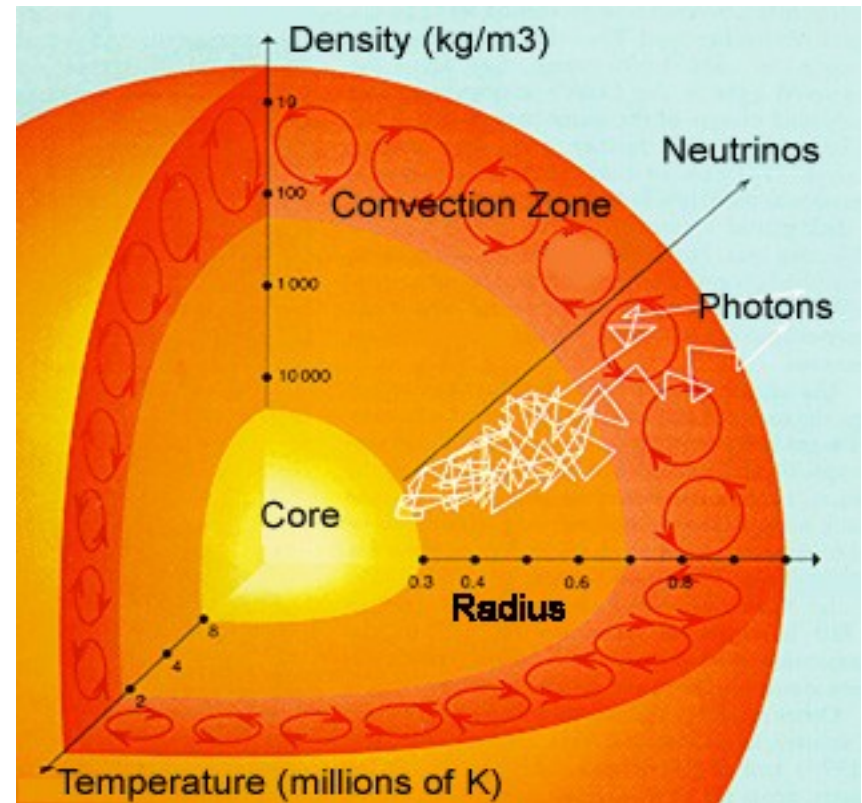
=> A **luminosidade** $L = 4\pi R^2 \cdot \sigma T^4$ **aumentou** por ~48 %, e **aumentará** por mais ~35 %.

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

A Estrutura do Sol

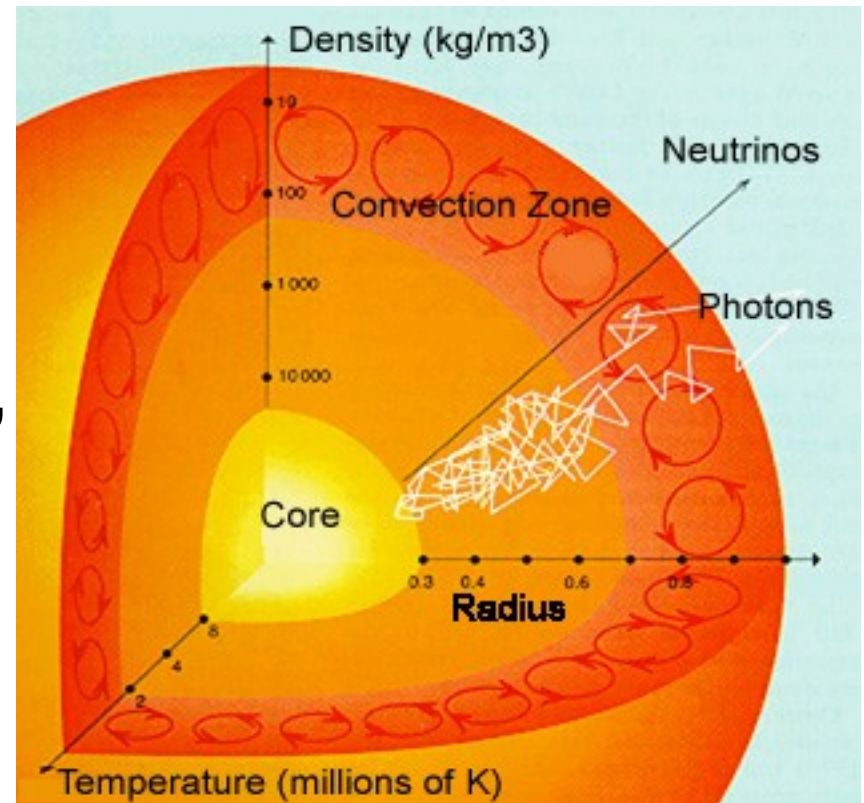
Para entender, como a energia produzida no centro do Sol chega na superfície, temos que dar uma olhada na sua **estrutura**:

- 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**.

Segundo modelos, a temperatura no centro é **16 mio. K**, a pressão **$2.3 \cdot 10^{16}$ Pa**, da ordem de 2 bio. vezes a pressão atmosférica na Terra, e a densidade **$1.5 \cdot 10^5$ kg/m³** ($150 \cdot \rho_{\text{água}}$).

Até $0.3 R_{\odot}$, a temperatura cai a 7 mio. K, e pressão e densidade a menos que 10 % dos seus valores centrais.

Até hoje, a fração de massa em **Hidrogênio** no centro se reduziu de 71 % a **34 %**, e a de **Hélio** aumentou a **64 %**.

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 **$2 \cdot 10^4 \text{ kg/m}^3$** a **$200 \text{ kg/m}^3$** .

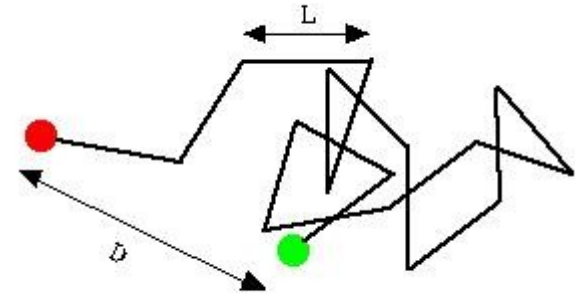
Nesta zona, a energia é transportada por **fótons**, que são **absorvidos** e **re-emitidos** constantemente pelos **íons** nos seus caminhos.

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, σ : **$l = 1/n\sigma$**

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**.



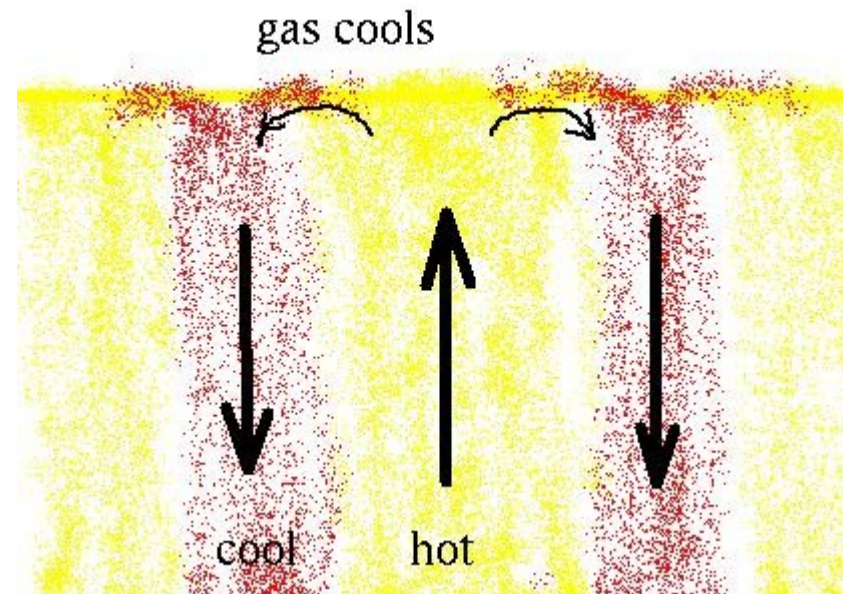
Dá pra mostrar que, em N choques, um fóton se afasta, em média, pela distância $\sqrt{N} \cdot l$ da sua posição inicial.

Assim, os fótons levam, em média, **$\sim 170\,000$ 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 **contrai** 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**.

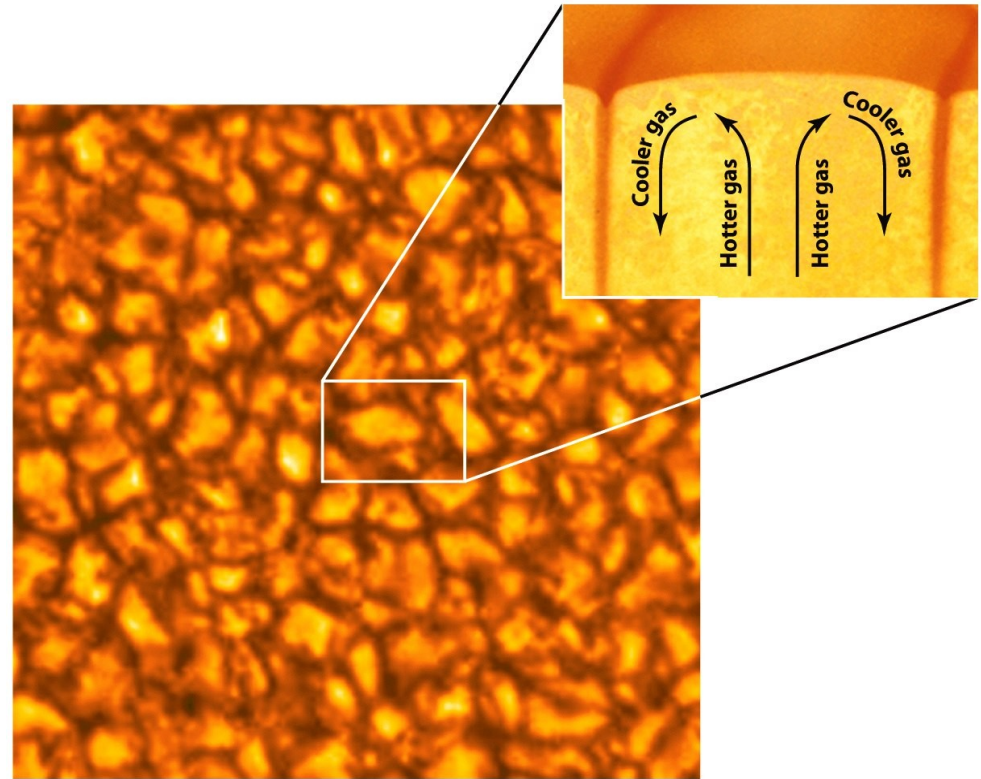


Figure 16-9
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

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

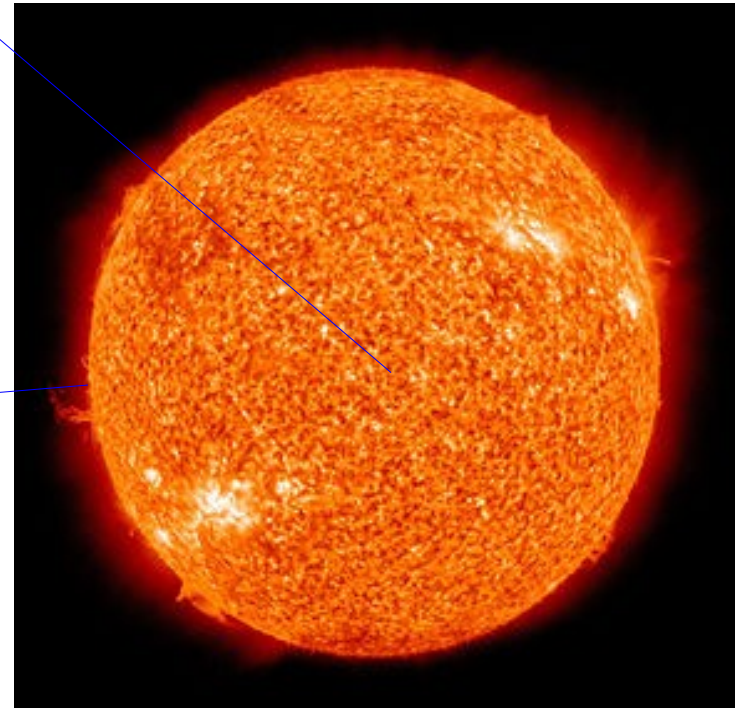
Pelo **efeito Doppler**, dá pra medir a **velocidade radial**, a velocidade na **direção da linha de visada**, do gás.

Olhando **aqui** se vê a **velocidade** das **colunas de gás** subindo e descendo: ~ 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**

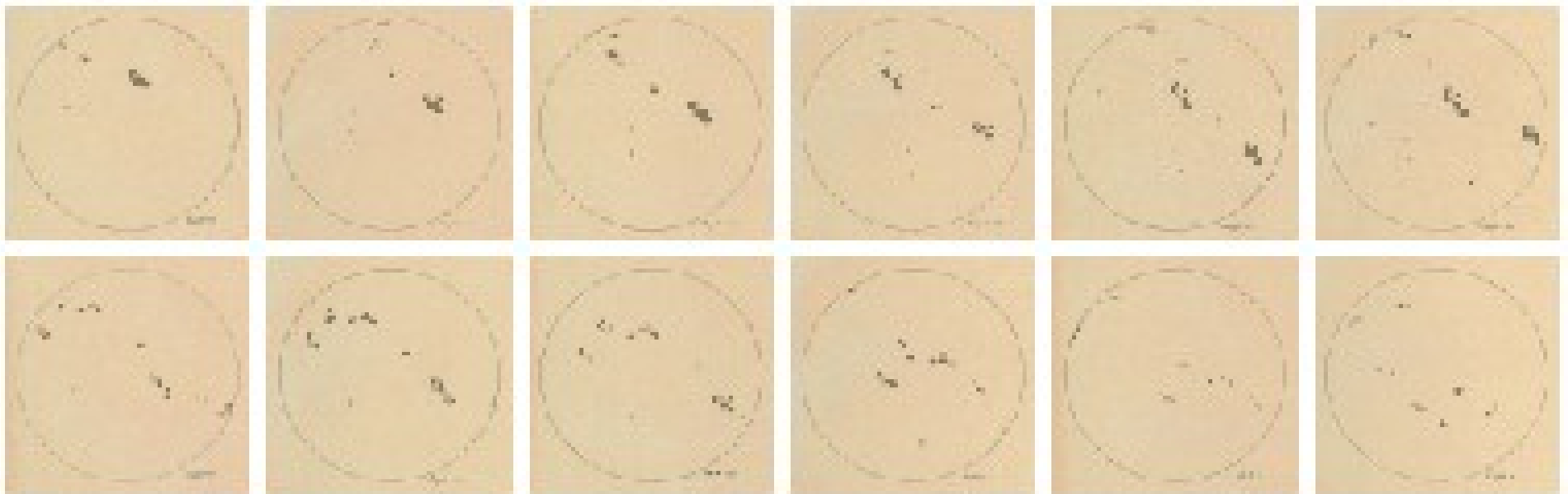
que a **revolução** dos **planetas**, na ordem de um **mês**.



O Sol

! Galileu já tinha percebido a rotação do Sol, **400 anos atrás**, observando as **manchas solares**.

Desenhos originais de Galileu



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

O Sol

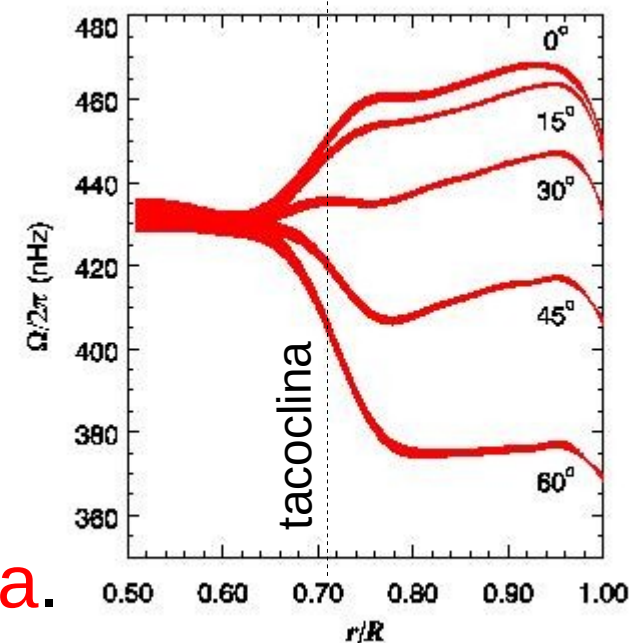
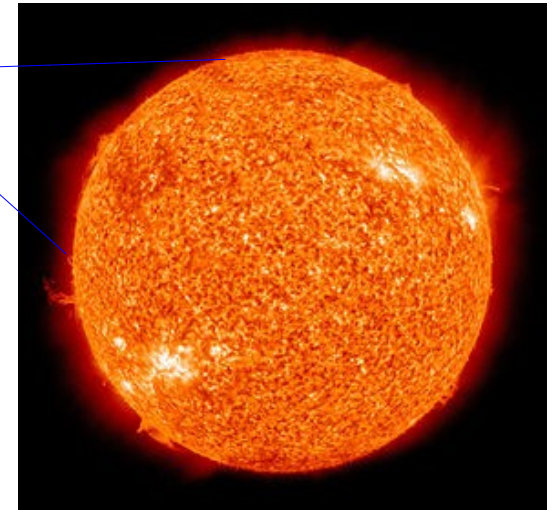
A segunda vista, olhando aqui e aqui, a rotação não é tão constante assim:

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.

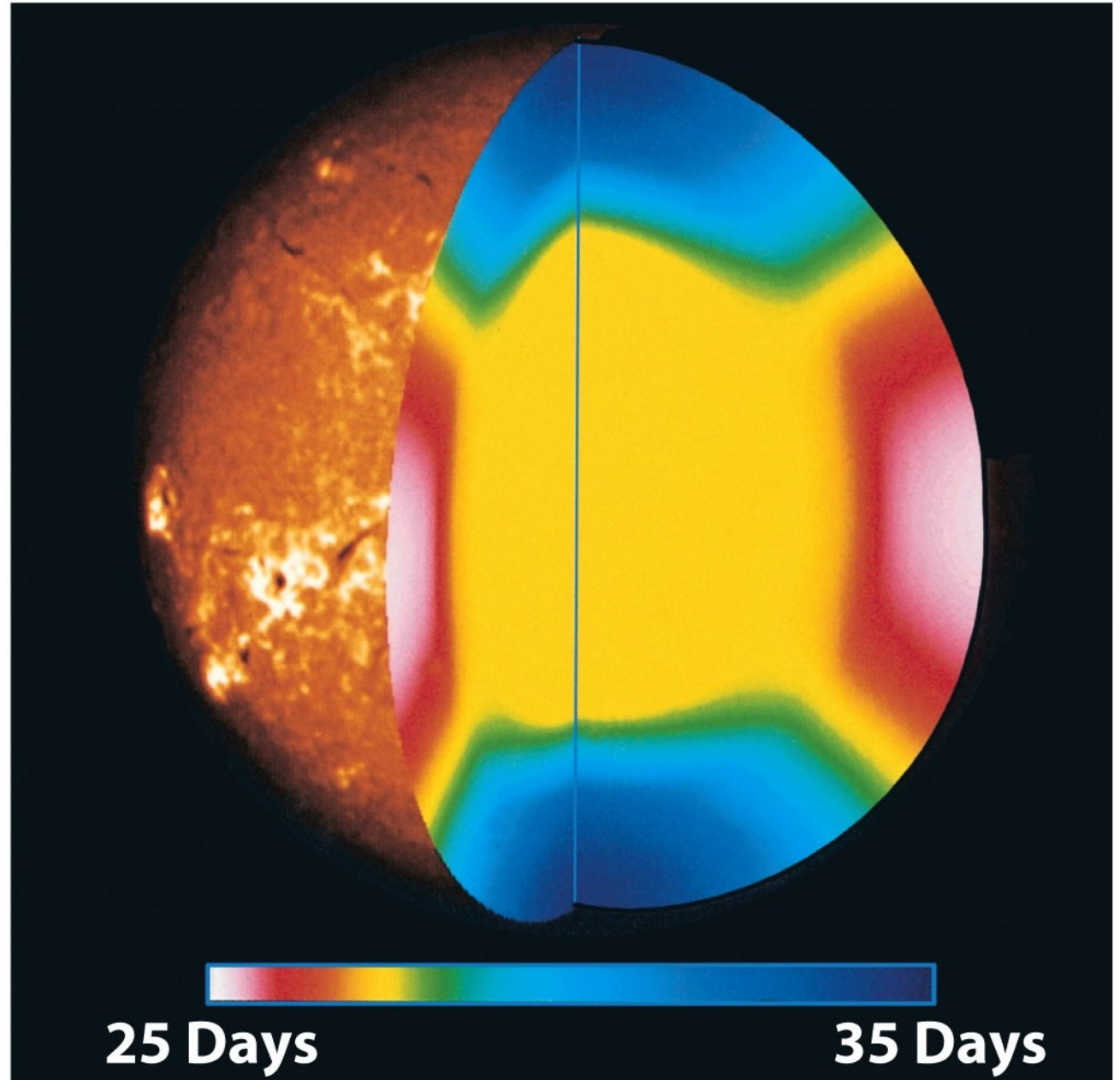


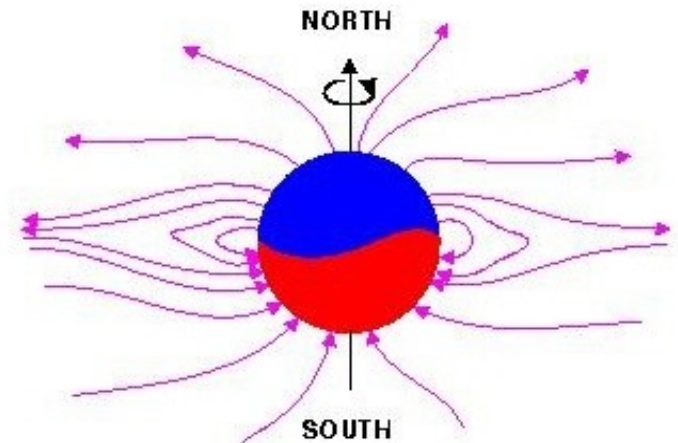
Figure 16-24
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

O Campo Magnético Solar

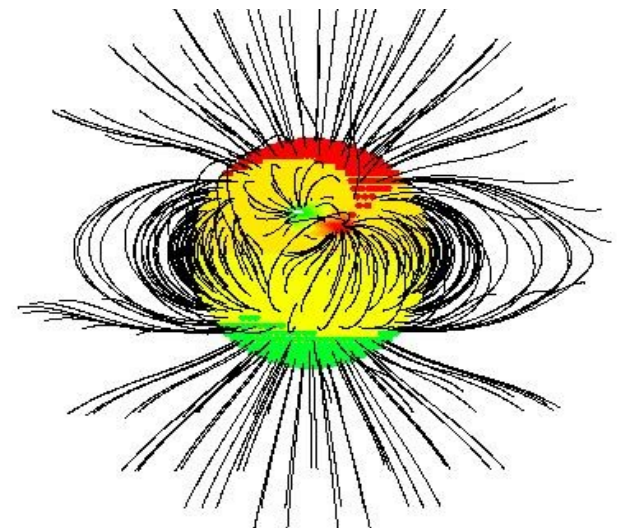
Acredita-se que o **campo magnético** solar é gerado na **tacoclina** pelo **efeito dínamo**.

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**.



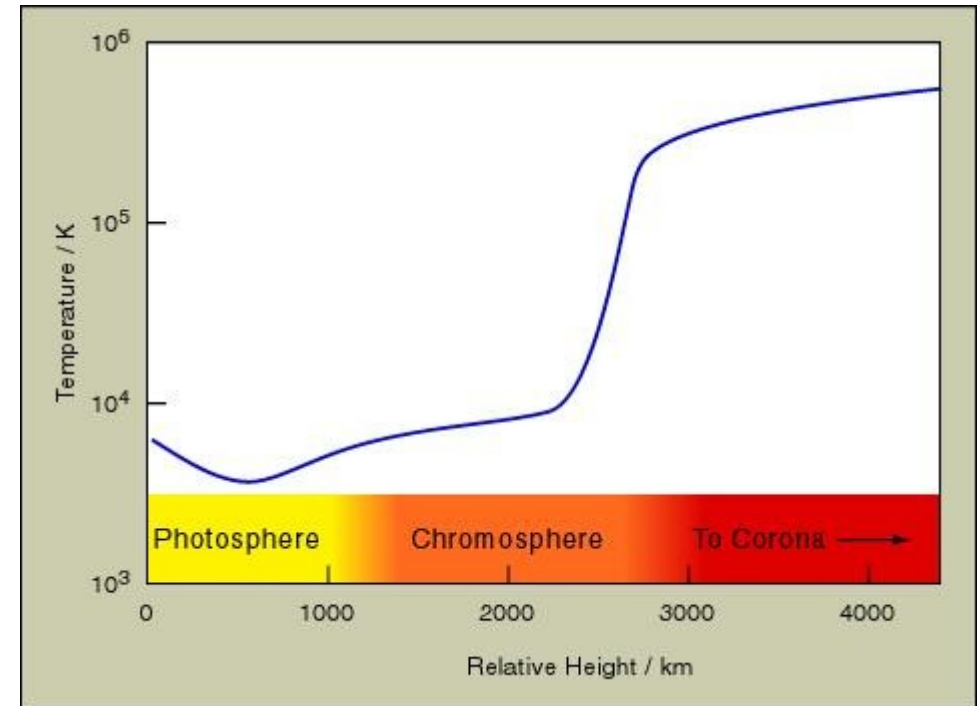
CORONAL MAGNETIC FIELD LINES AT SOLAR MINIMUM ACTIVITY



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 **5777 K**.

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

O Sol

O fato de a fotosfera ser semi-opaca também explica, por que as bordas do Sol aparacem mais escuras e avermelhadas que o meio



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

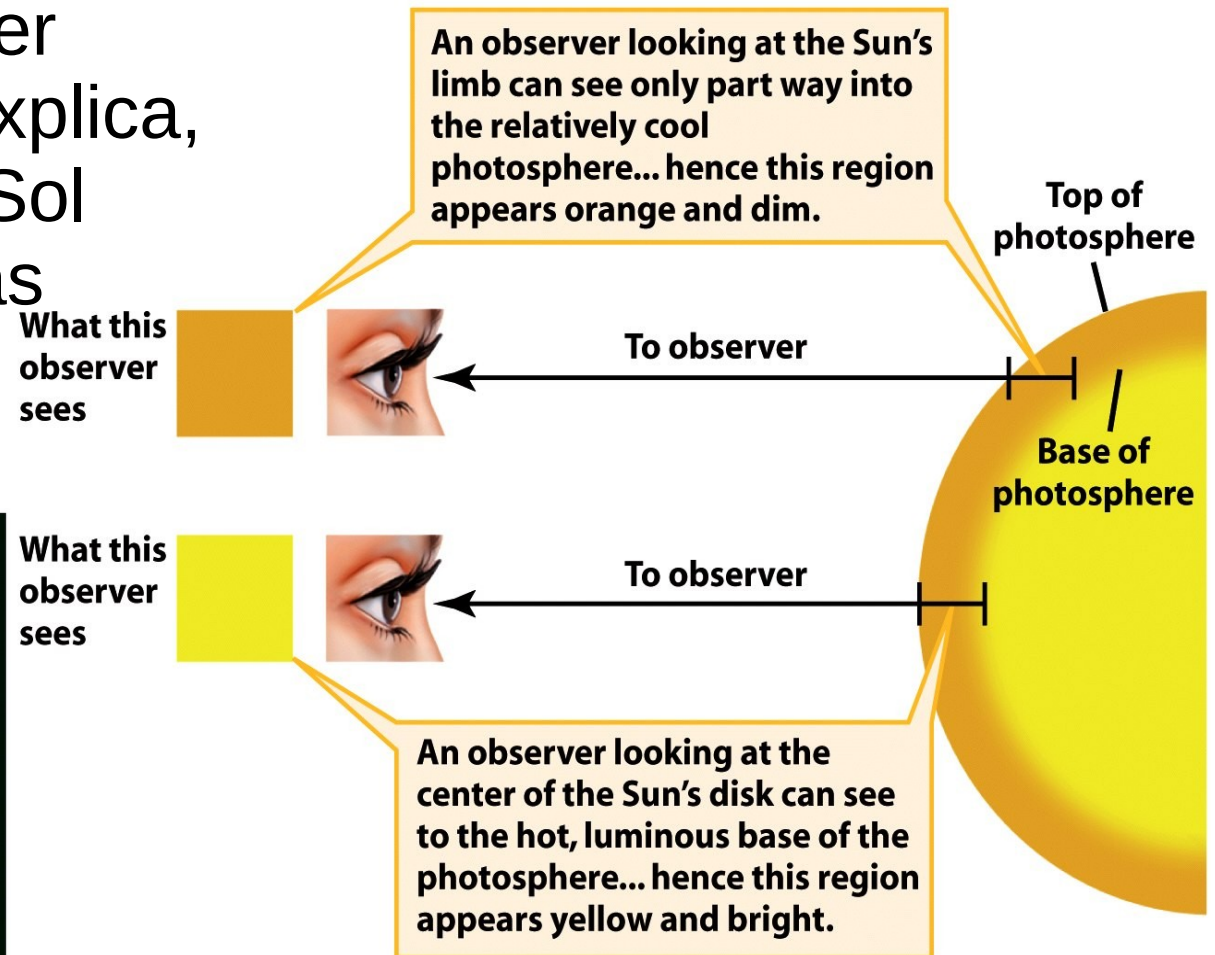


Figure 16-8
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

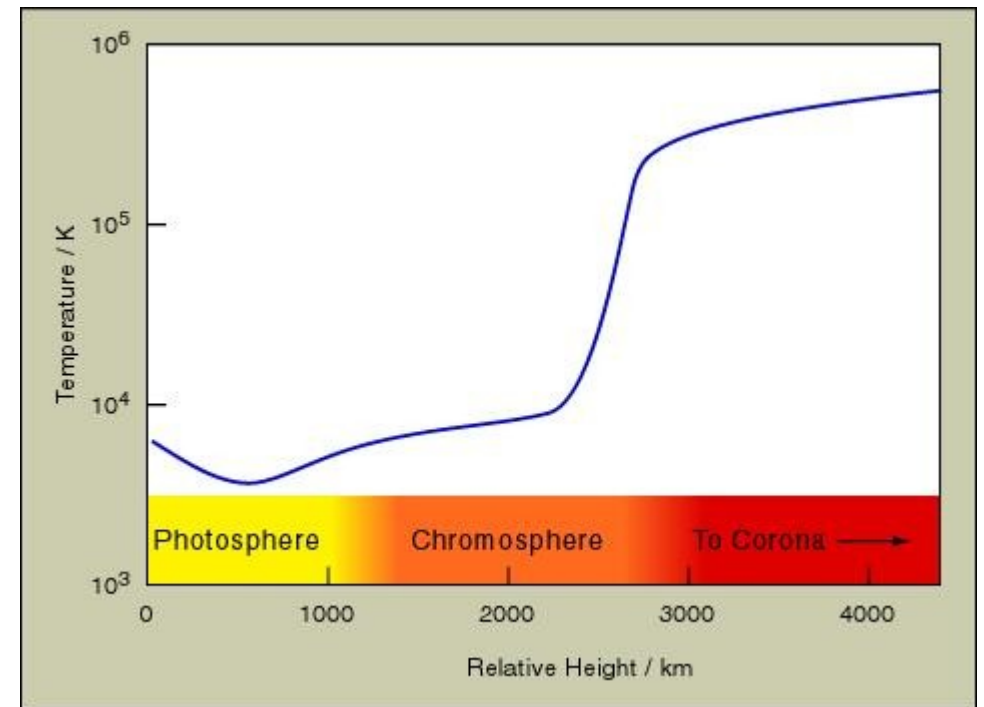
A Cromosfera

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**.

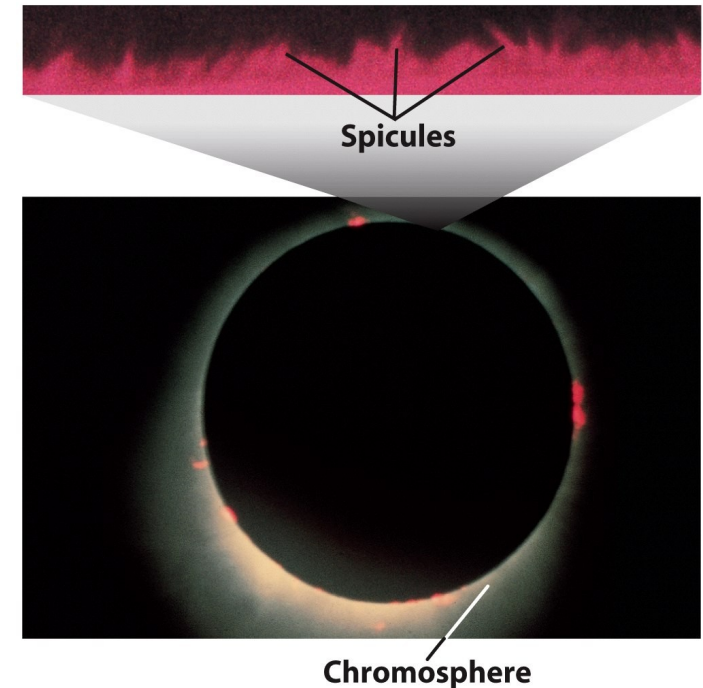
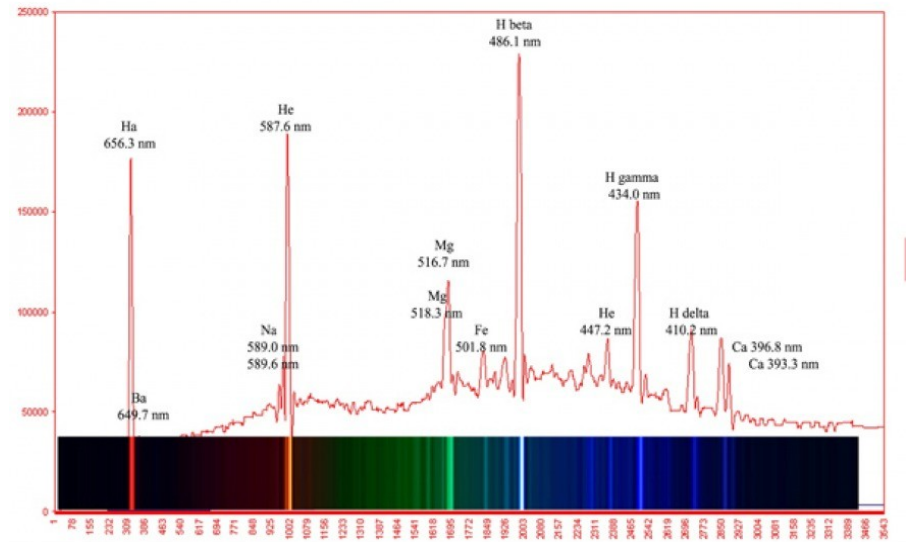


Figure 16-11
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

The Solar Chromosphere Spectrum (Flash Spectrum)

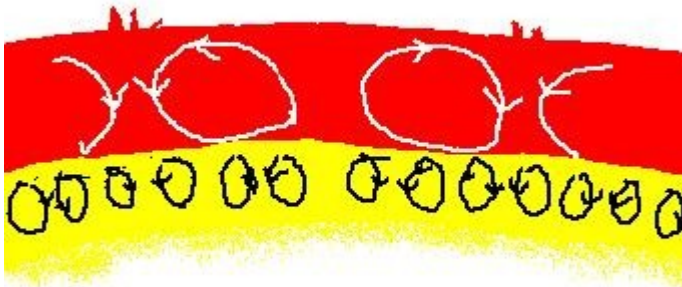


A Cromosfera

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

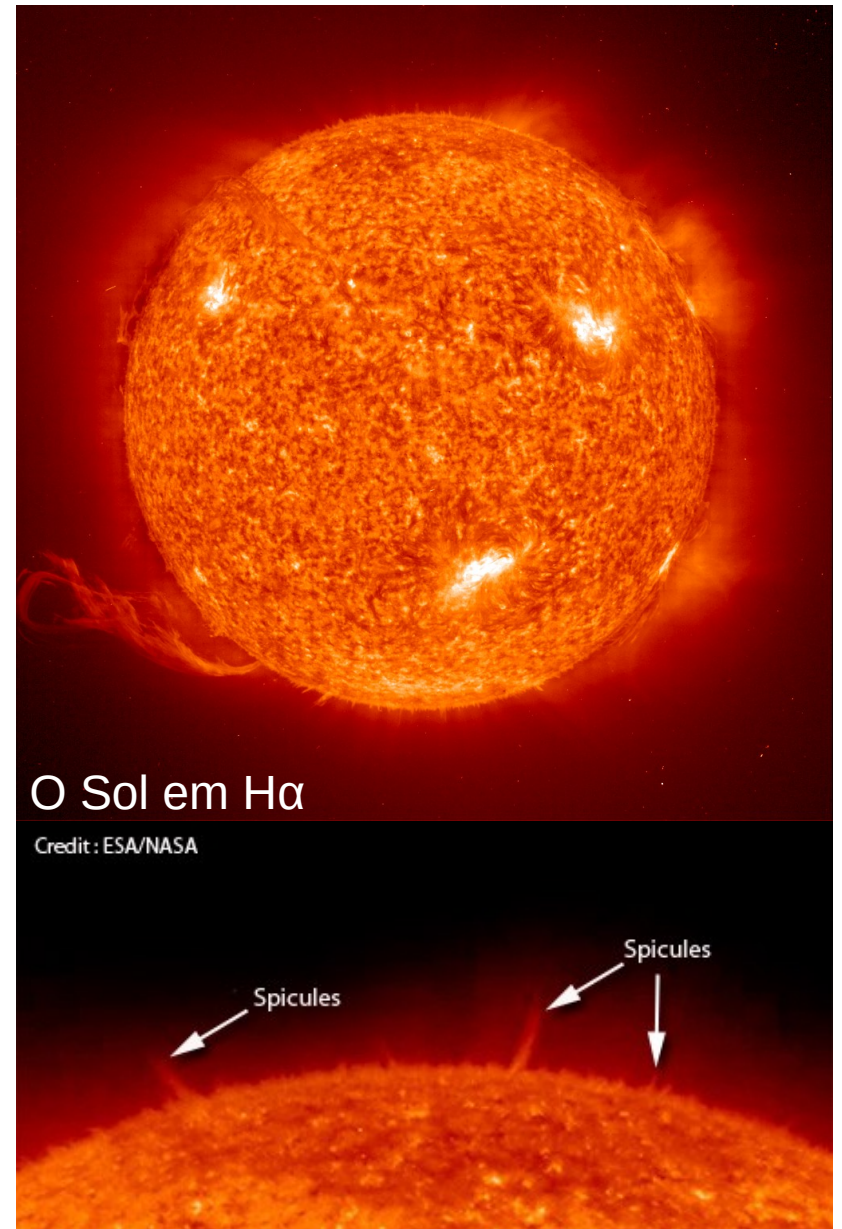
- **Supergranulação**, a extensão da granulação da fotosfera

supergranulation in chromosphere



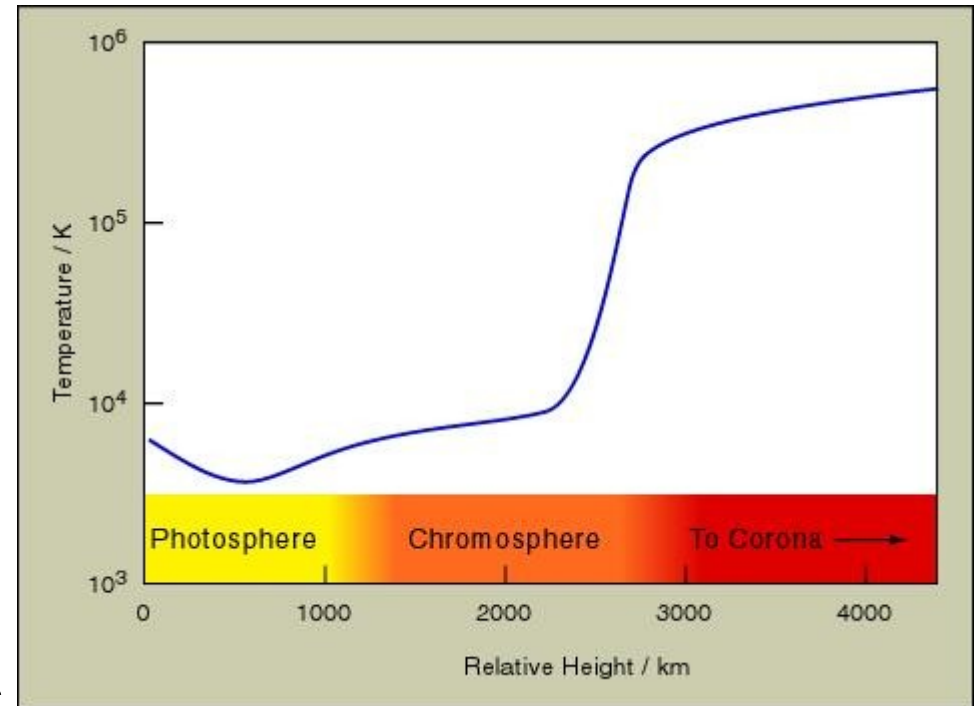
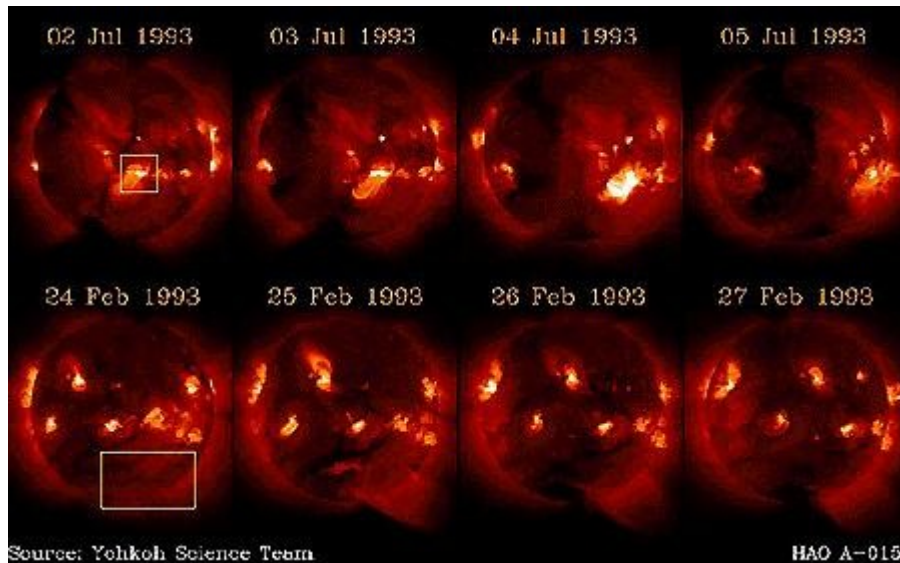
granulation in photosphere

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



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/m³, é **transparente** à maior parte da radiação eletromagnético (exceto ondas de rádio longas) e seu limite exterior não é claramente definido.

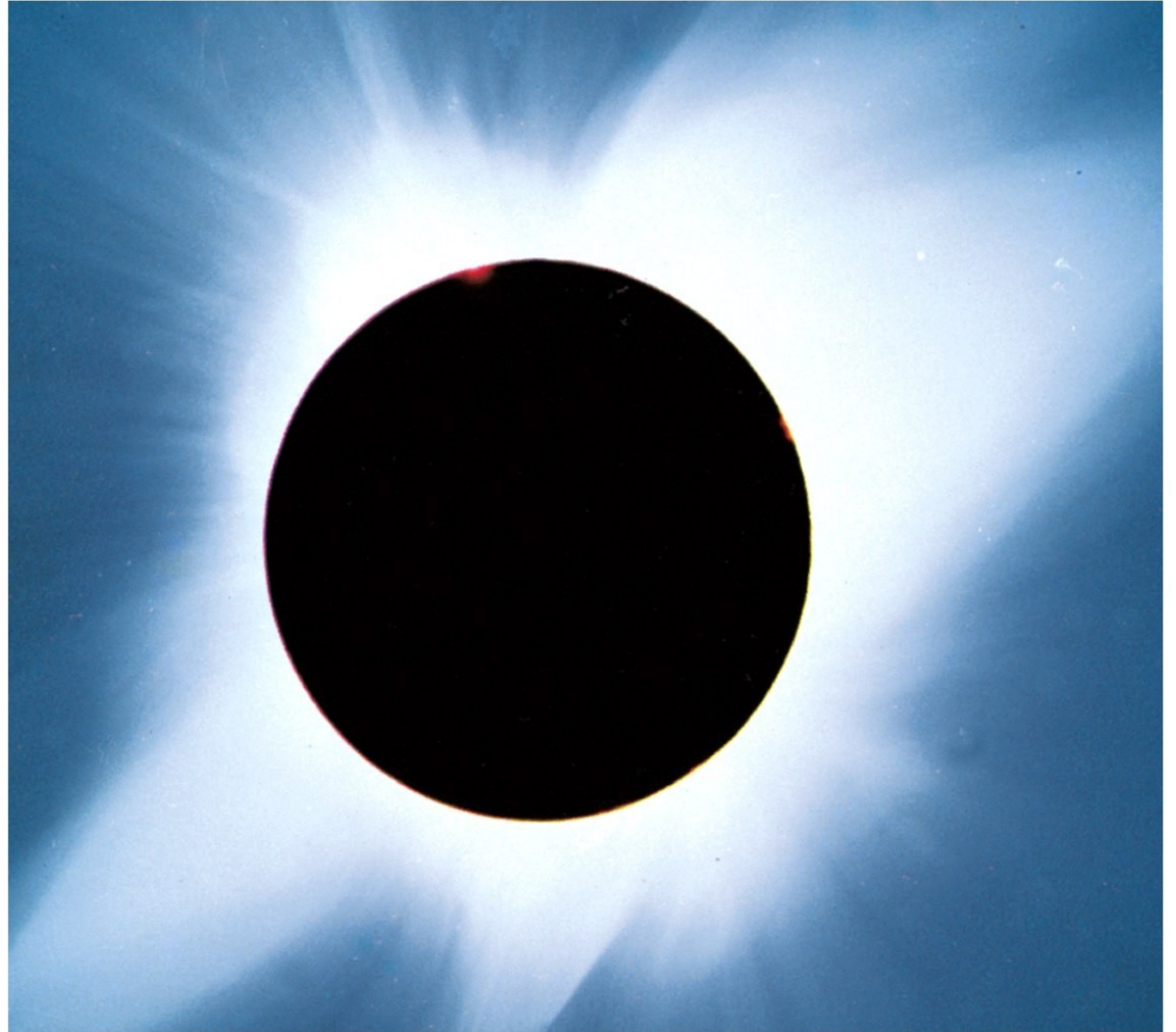


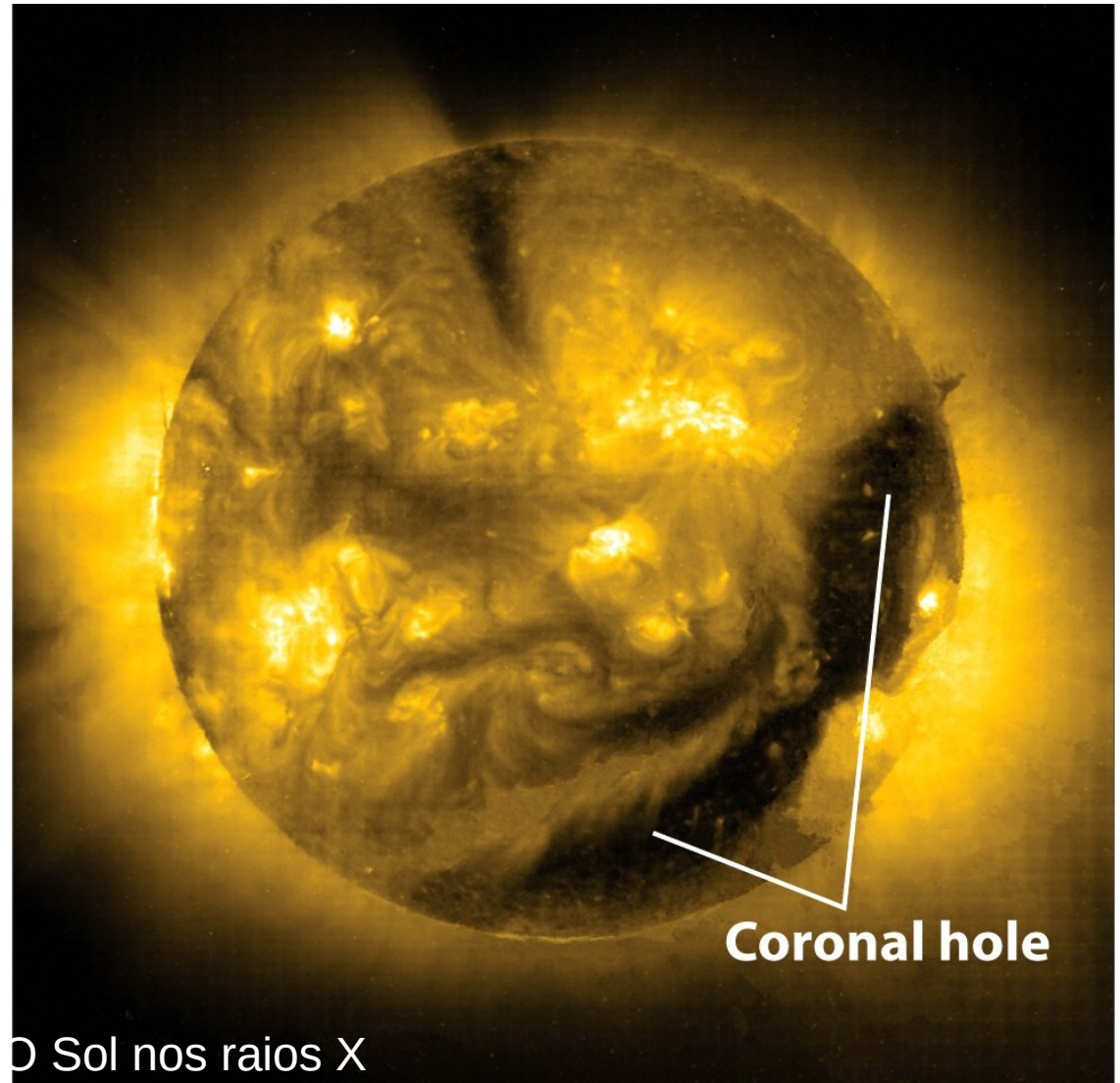
Figure 16-13
Universe, Eighth Edition
© 2008 W.H. Freeman and Company

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

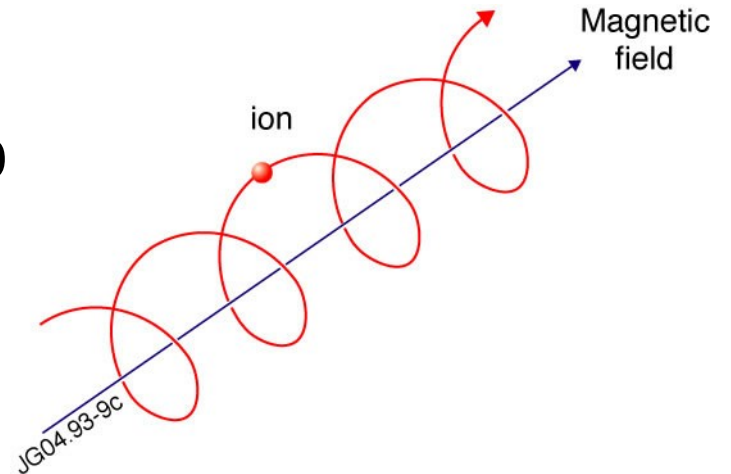
Figure 16-15
Universe, Eighth Edition
© 2008 W.H. Freeman and Company

A Coroa

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

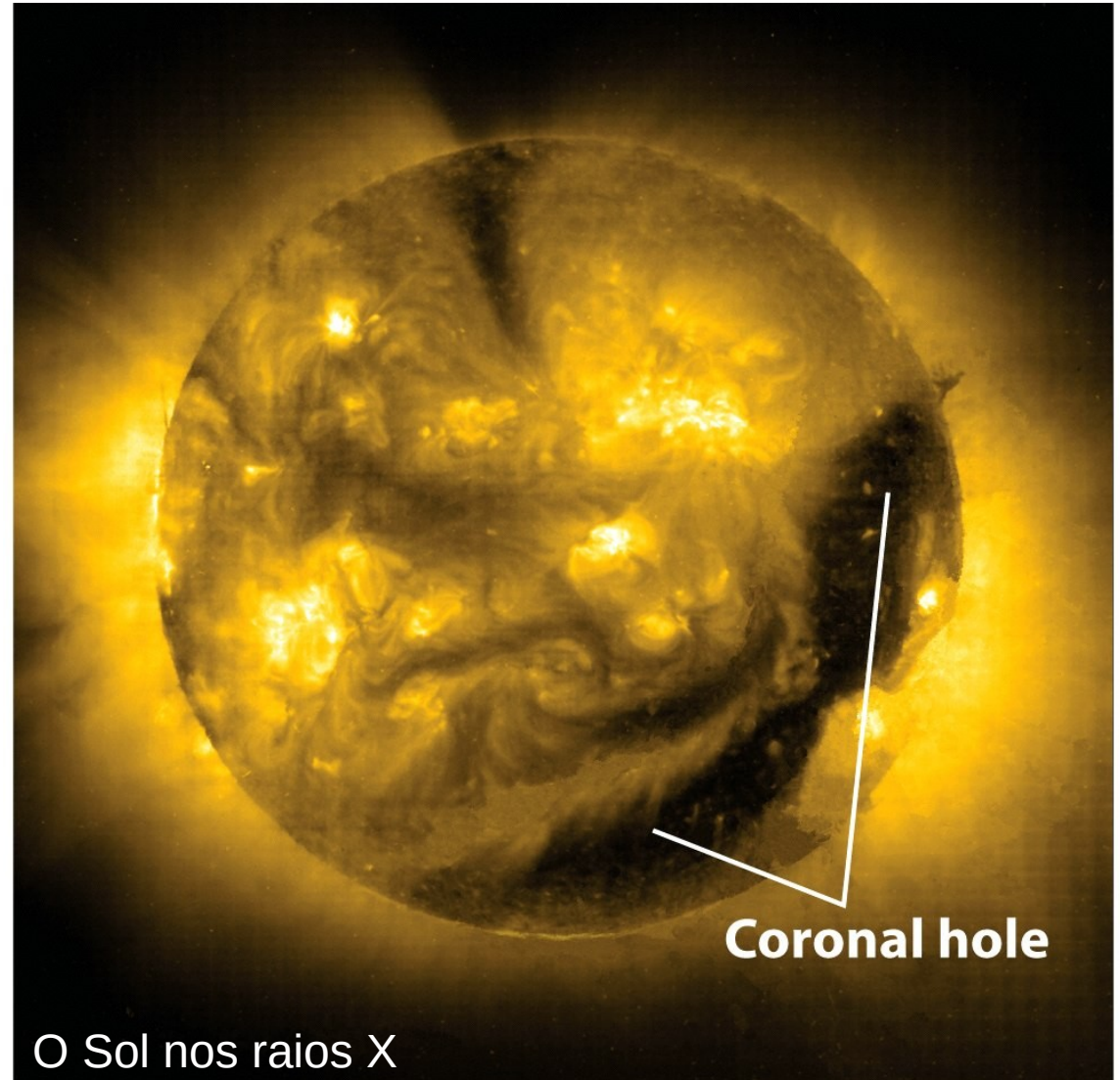
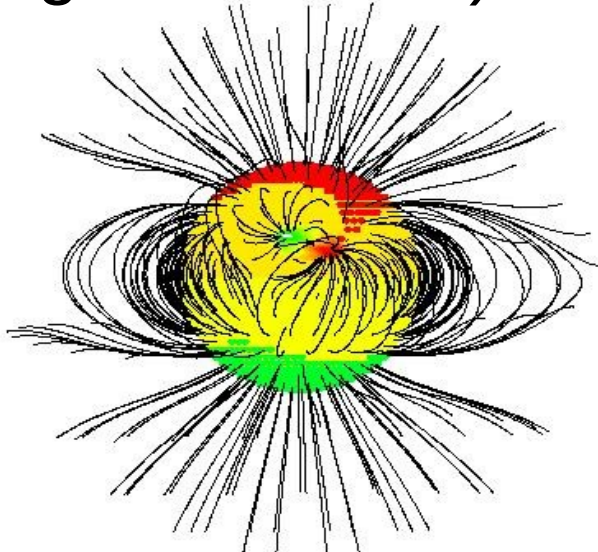
=> As regiões **brilhantes** da coroa estão lá, onde tem **linhas de campo magnético fechadas**. As colisões entre estas partículas aprisionadas causam **ventos solares lentos**, ~300 km/s.

As partículas seguindo as **linhas de campo abertas** 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

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/m³.

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

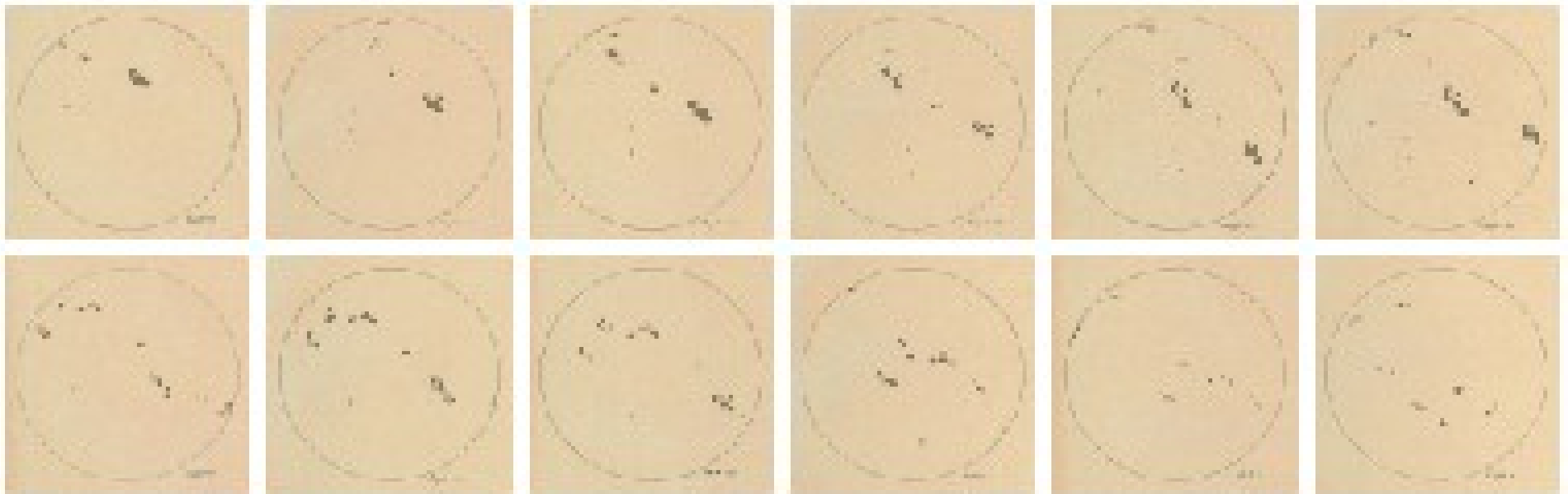
A esta taxa, o Sol levaria mais de 10^{13} anos para ser dissipada.

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

Como mencionado, Galileu Galilei descobriu ~400 anos atrás, que o Sol às vezes apresenta manchas “escuras”.



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 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**.

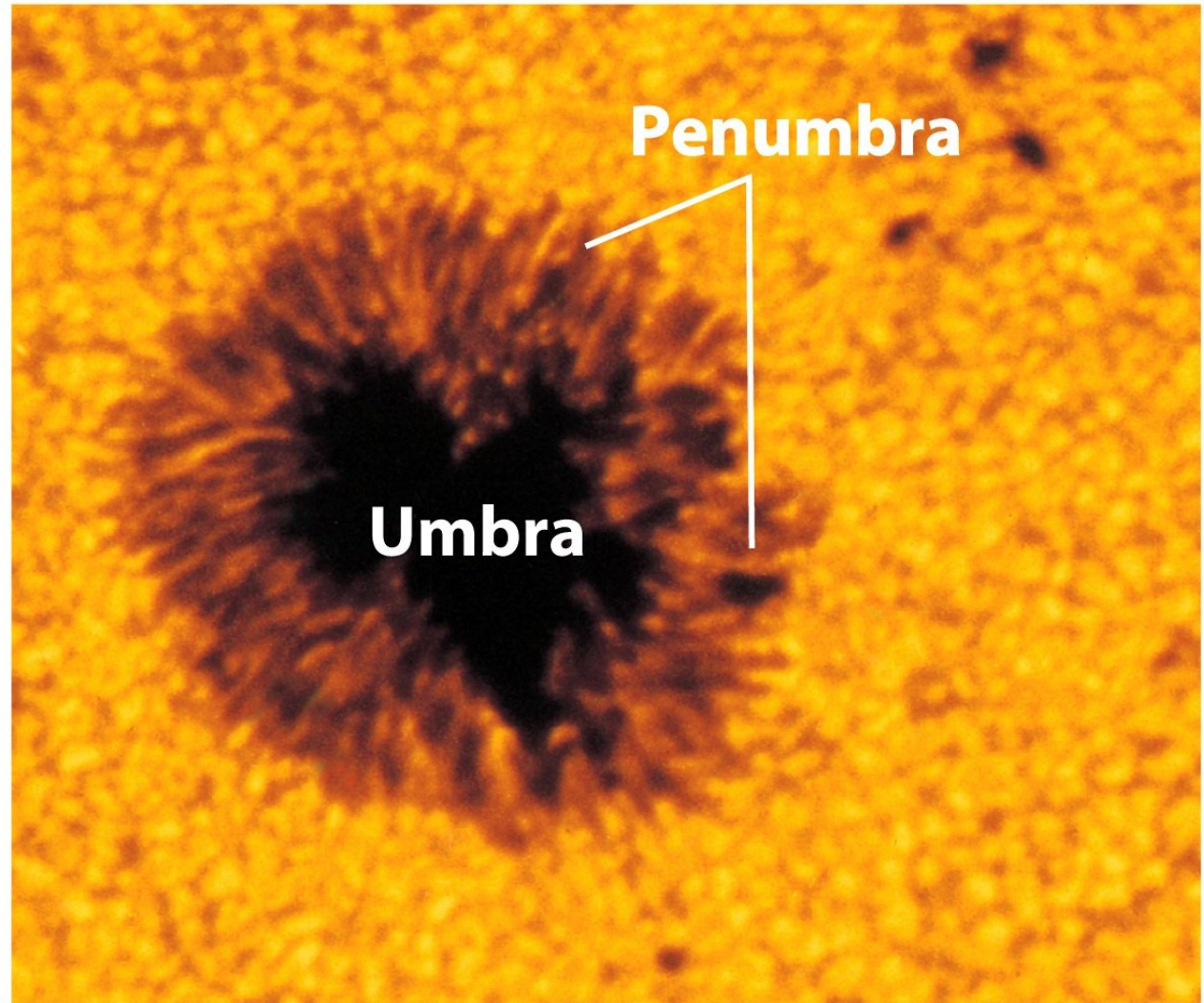


Figure 16-16a
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

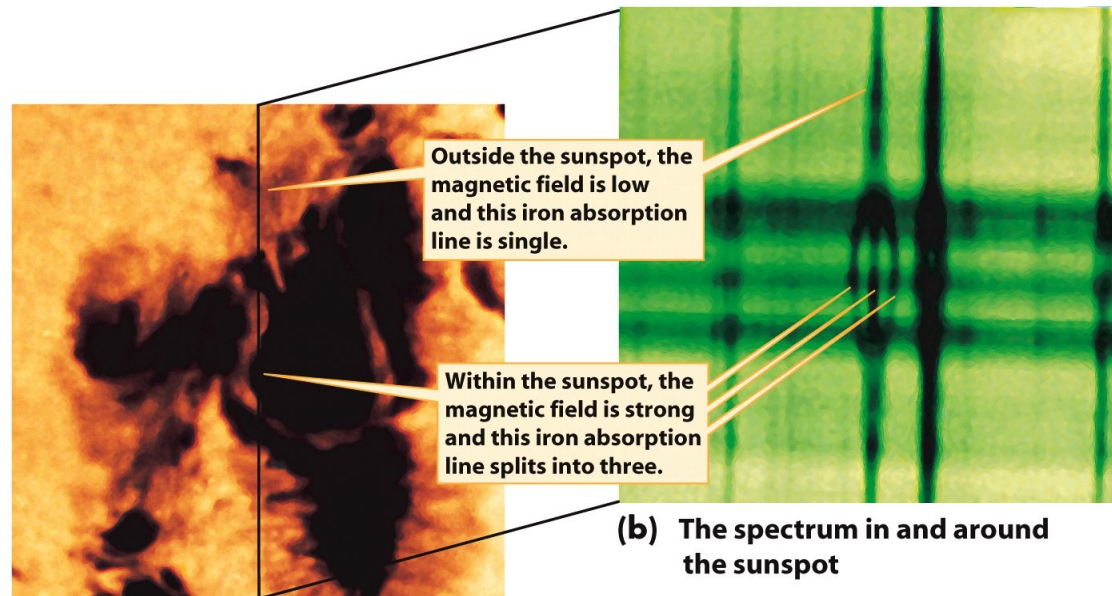
Manchas Solares

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

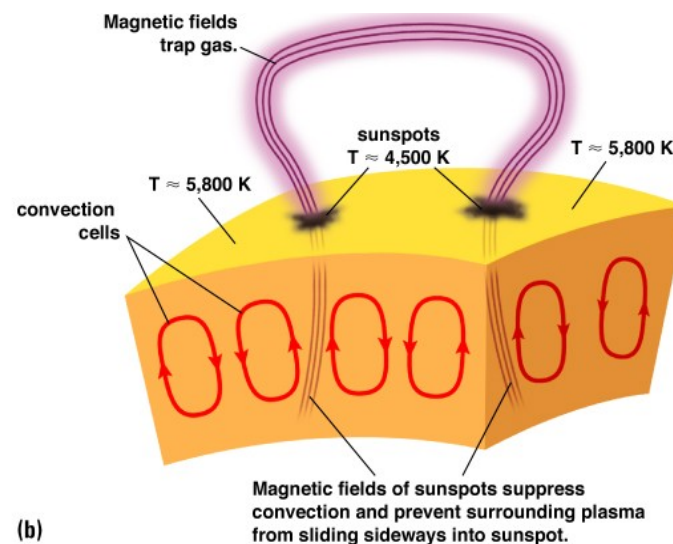
Estes inibem a convecção.

Efeito Zeeman: certas linhas espectrais são desdobradas em campos magnéticos (=> Física Quântica).

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



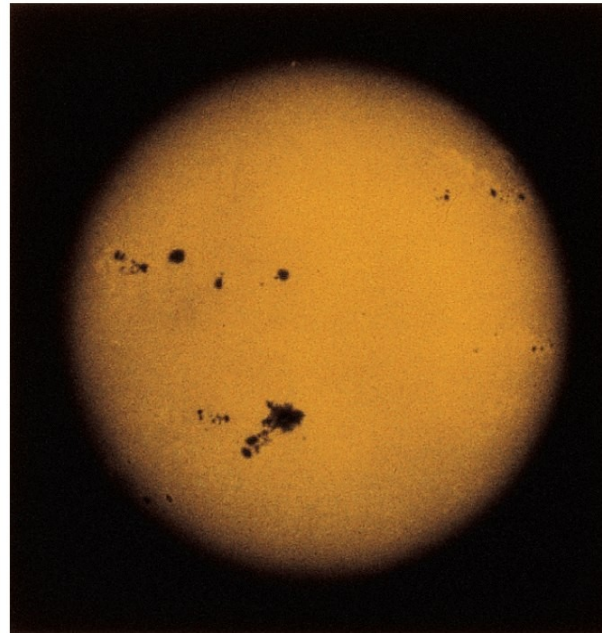
Manchas Solares

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

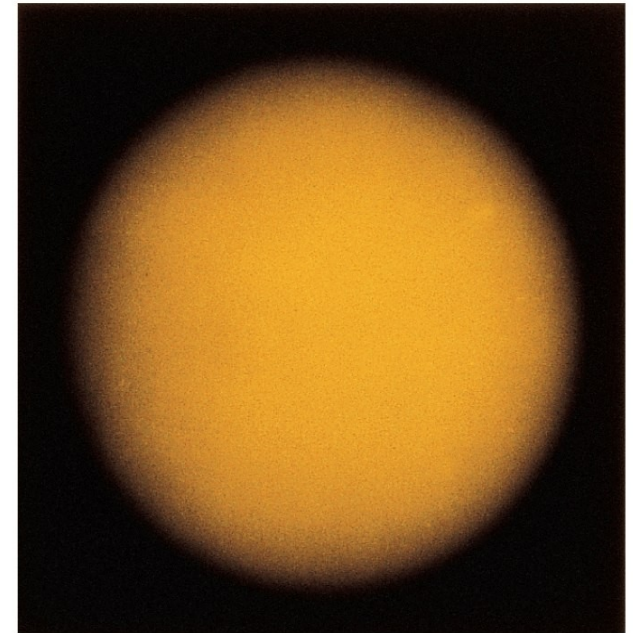
As fases com **mui-**

tas manchas são chamadas de fases de **atividade solar**.

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



Near sunspot maximum



Near sunspot minimum

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

O Ciclo Solar

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

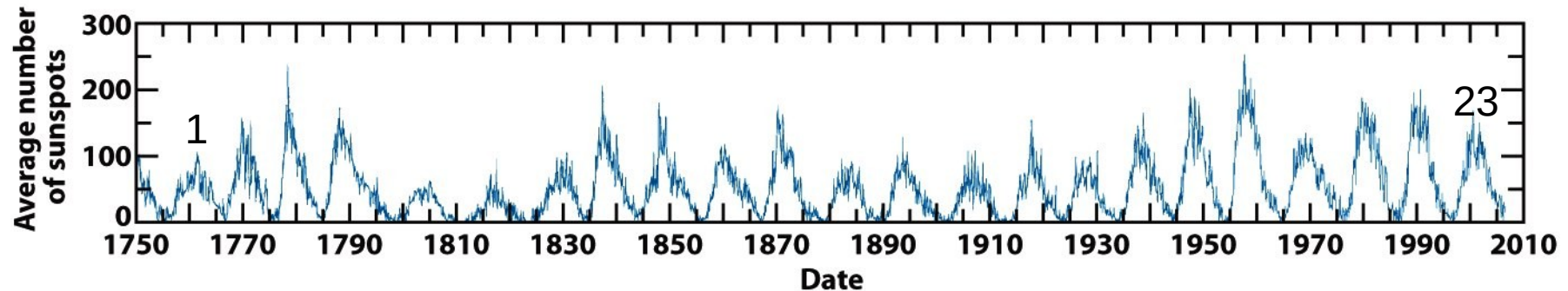


Figure 16-18a
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

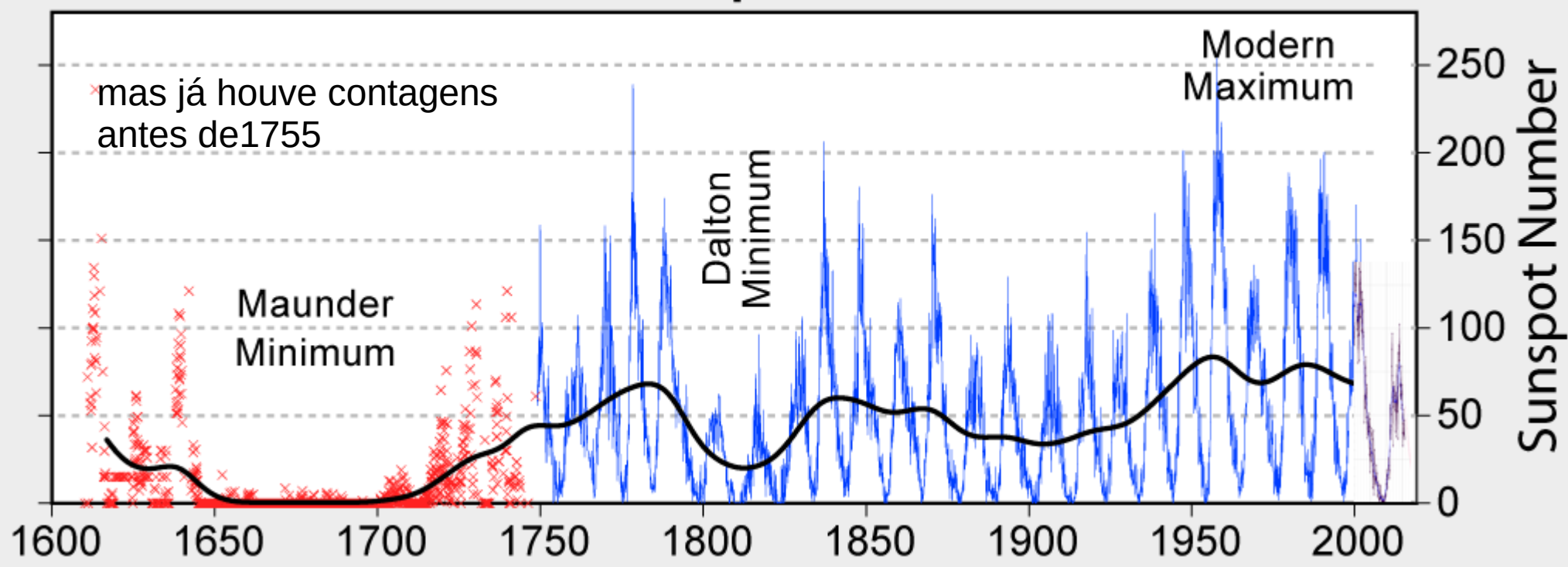
Os ciclos solares (na verdade, meio ciclos) são contados a partir de 1755, quando a contagem mais extensa começou.

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

O Ciclo Solar

e para os últimos 400 anos

400 Years of Sunspot Observations



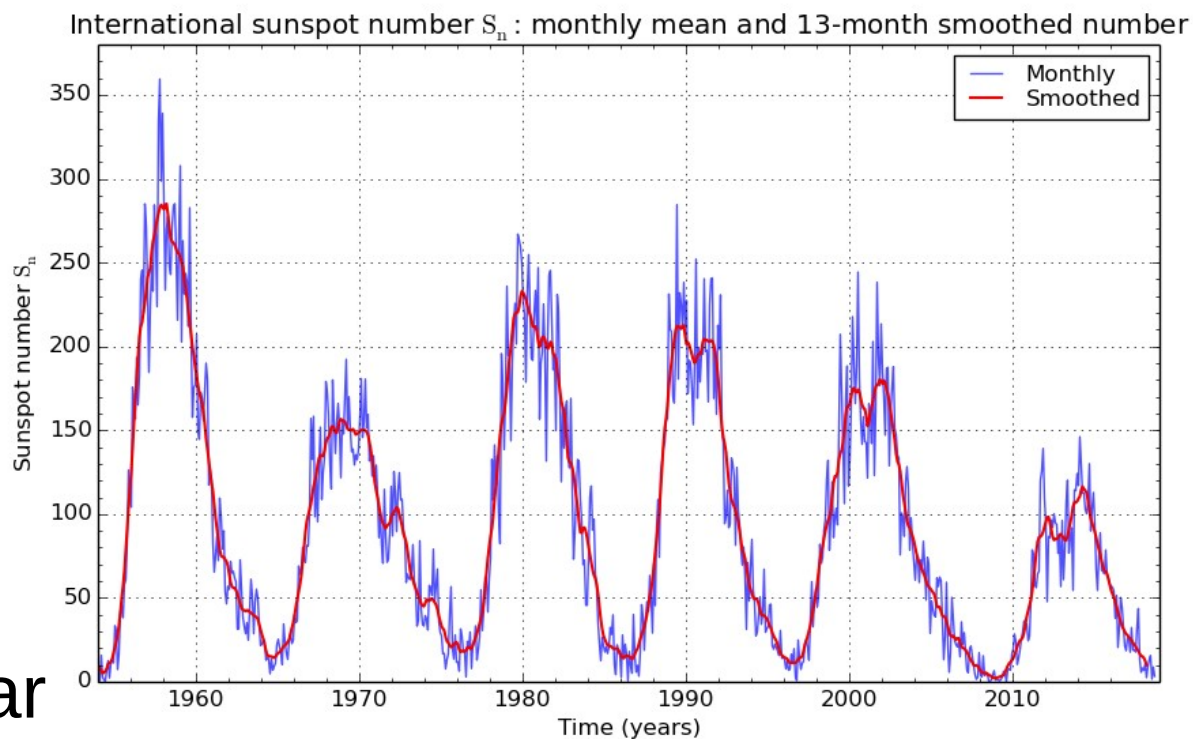
Períodos com ciclos fracos como os mínimos de Maunder e Dalton parecem coincidir com períodos de baixas temperaturas na Europa, mas não necessariamente no resto do mundo.

O Ciclo Solar

Um zoom nos anos mais recentes

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

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)**.



SILSO graphics (<http://sidc.be/silso>) Royal Observatory of Belgium 2018 October 1

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**.

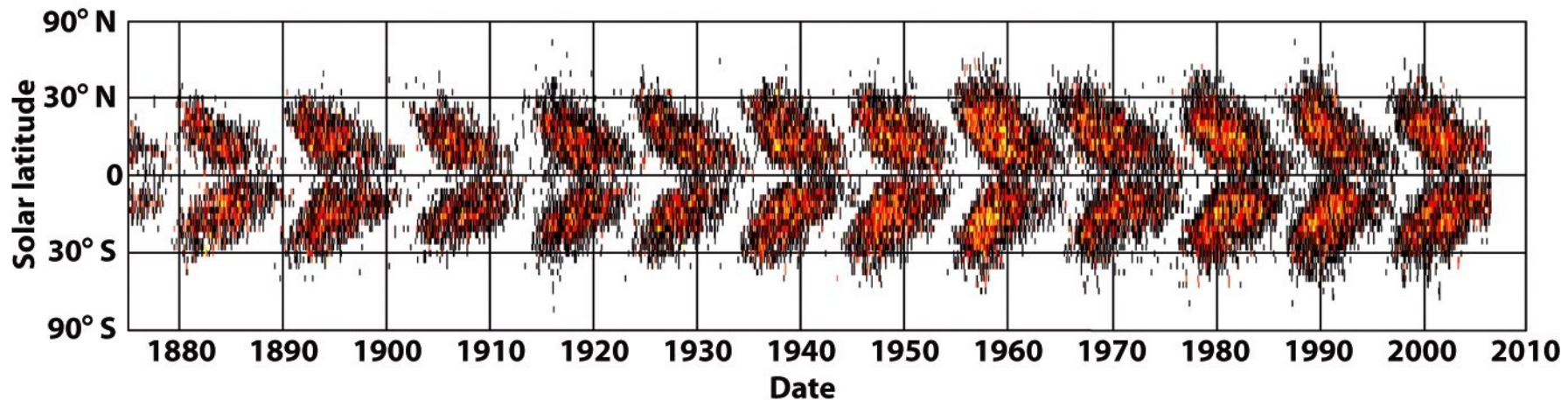


Figure 16-19
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Latitudes das manchas solares em função do tempo

O Ciclo Solar

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

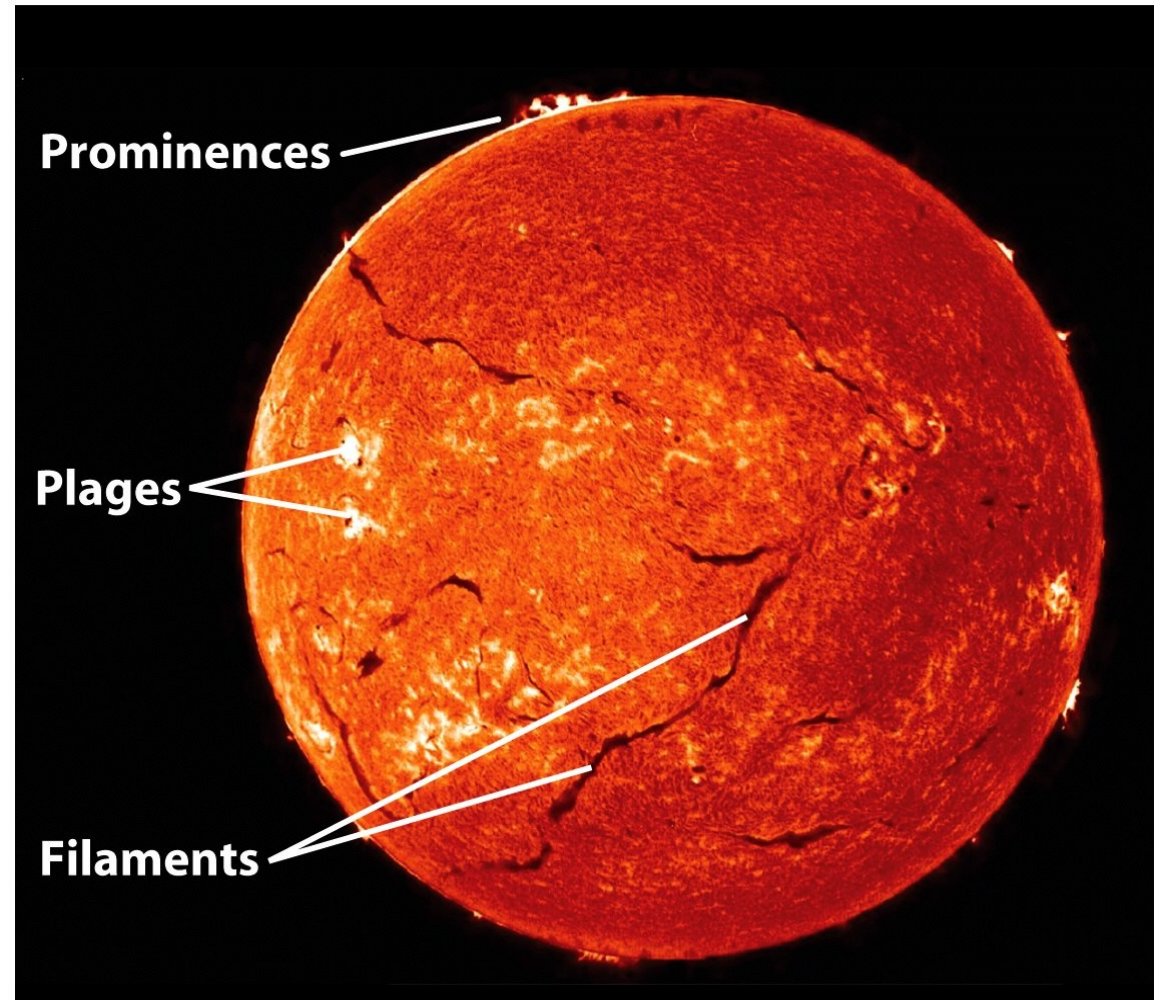


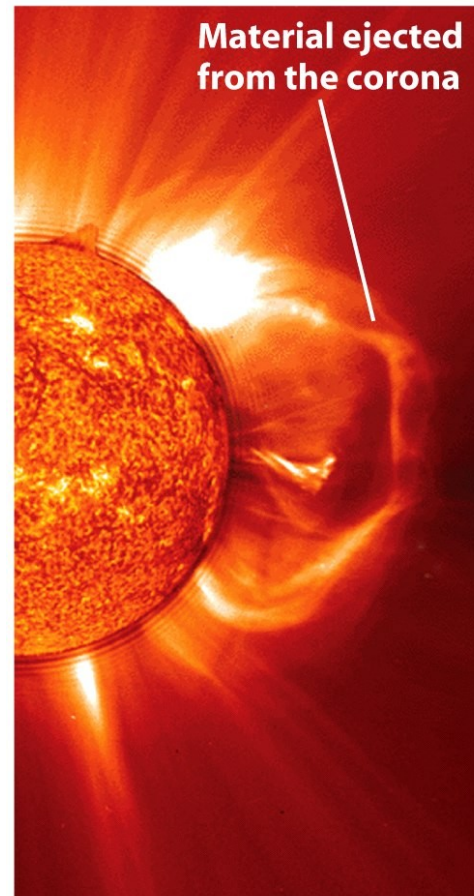
Figure 16-26
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

O Ciclo Solar

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

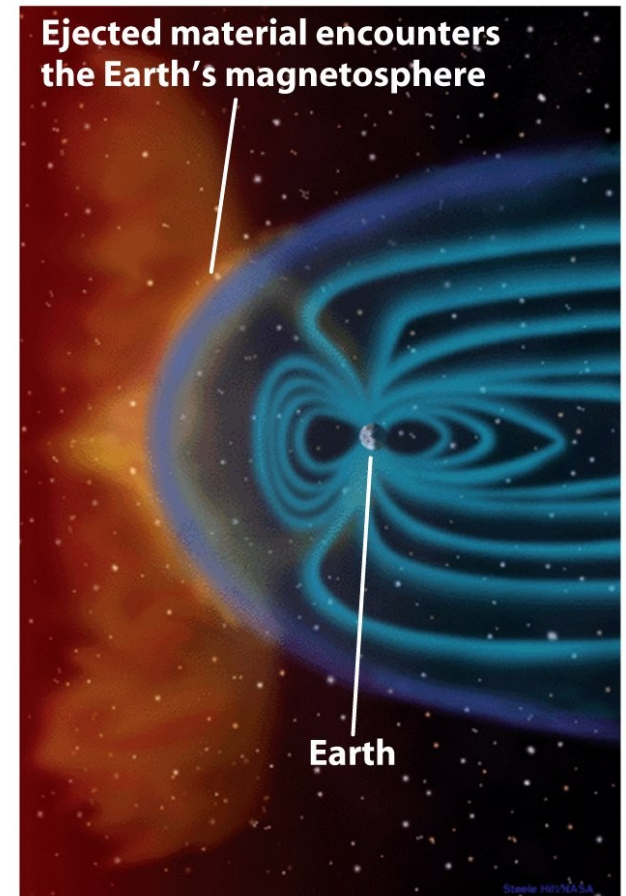
Elas medem até 100 000 km e liberam **energias** de 10^{17} J a 10^{25} J em **ms** a **horas**, parcialmente na forma de **partículas carregadas**, que podem inter-

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.

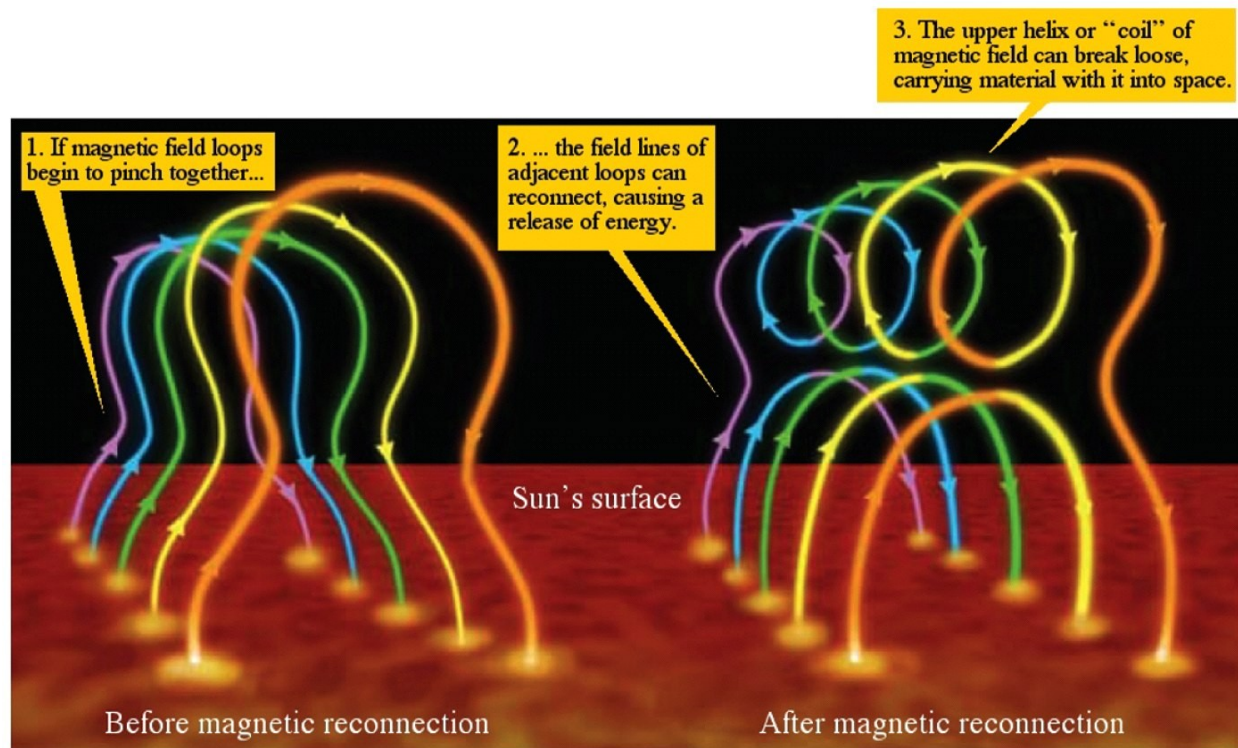


Figure 16-25b
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Energia e Pressão Magnética

Fenômenos Eletromagnéticos:

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

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

=> **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!

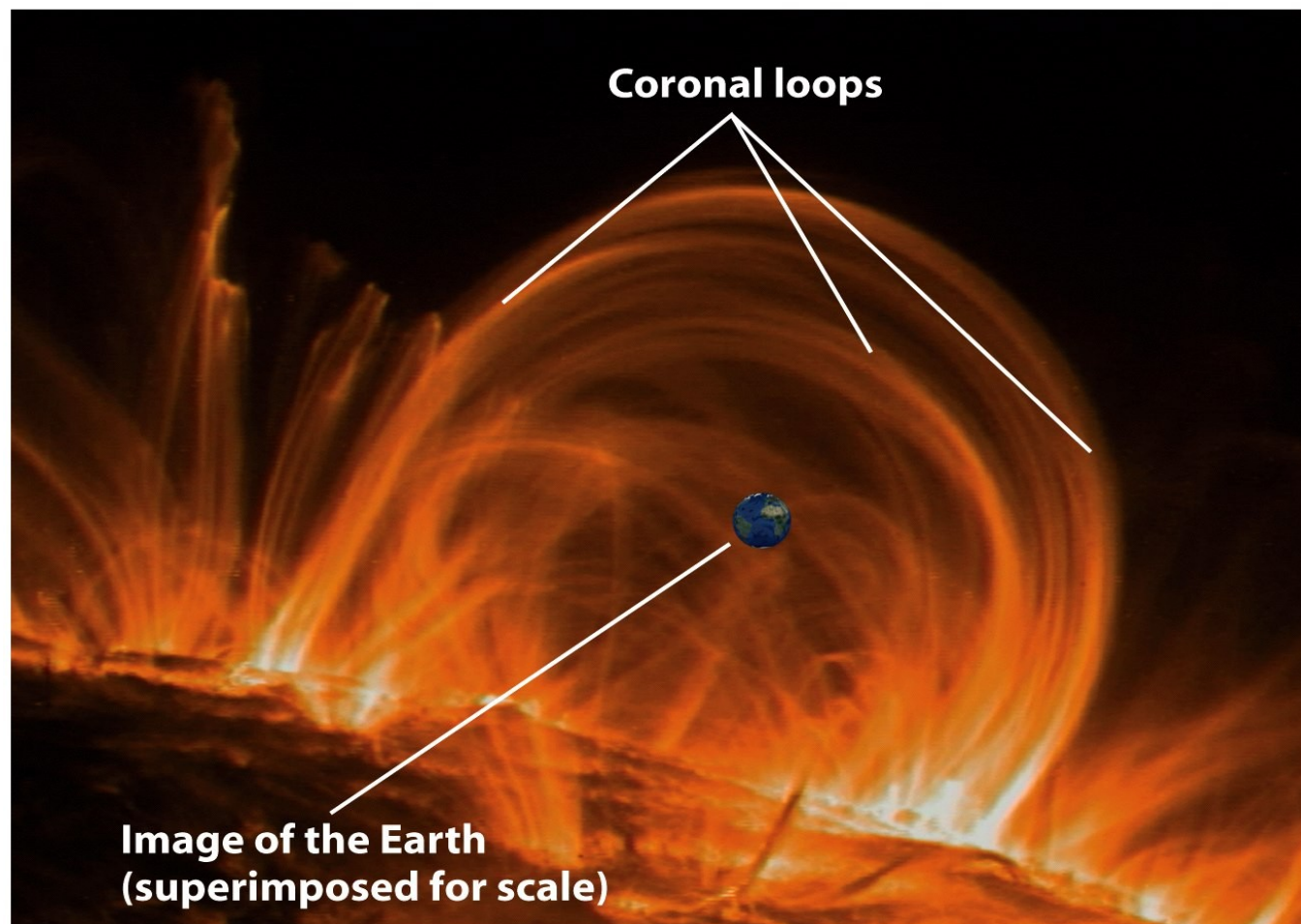
(Exercício: Confira que as unidades de densidade de energia e de pressão são as mesmas.)

O Ciclo Solar

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

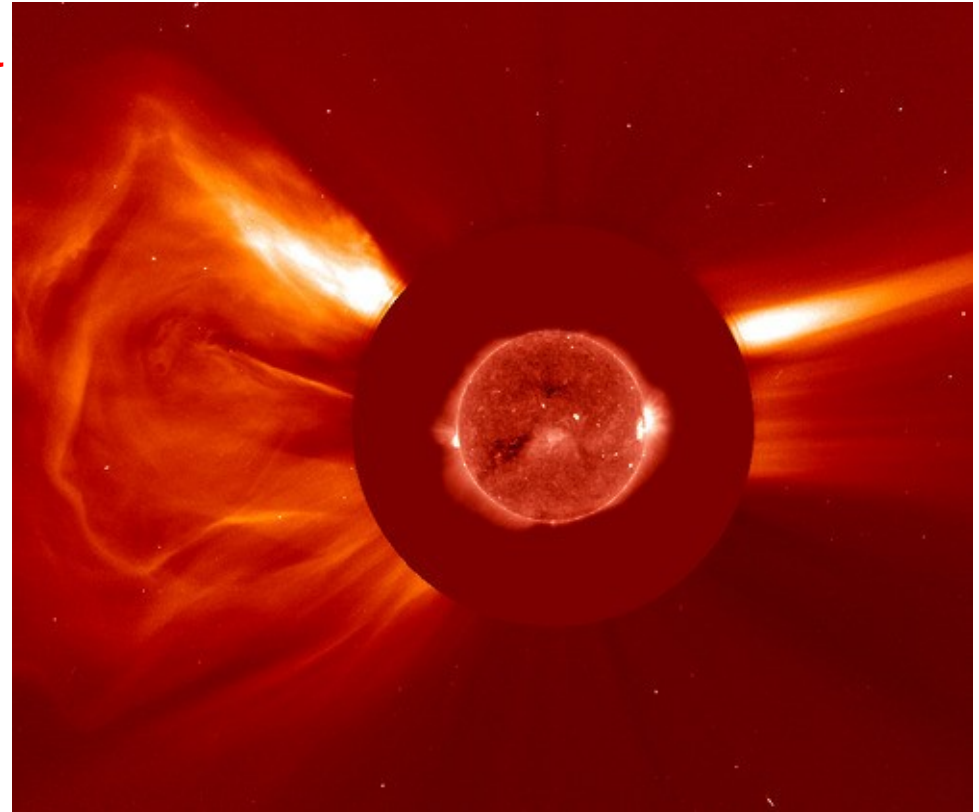
Elas são menos quentes, ~ 8000 K, e mais densas que o gás da coroa em volta.

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)

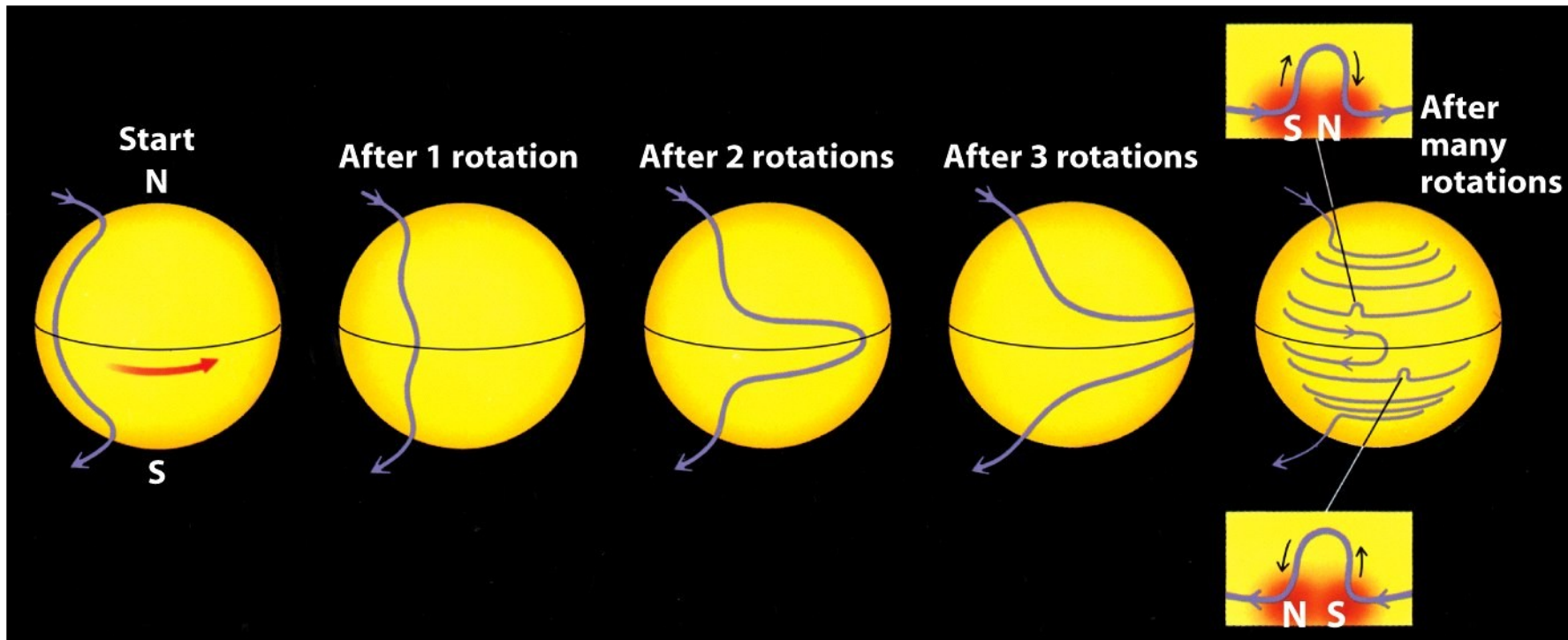
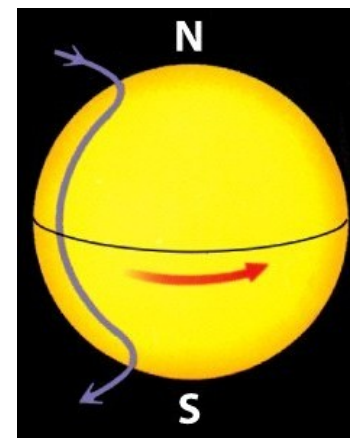


Figure 16-23
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

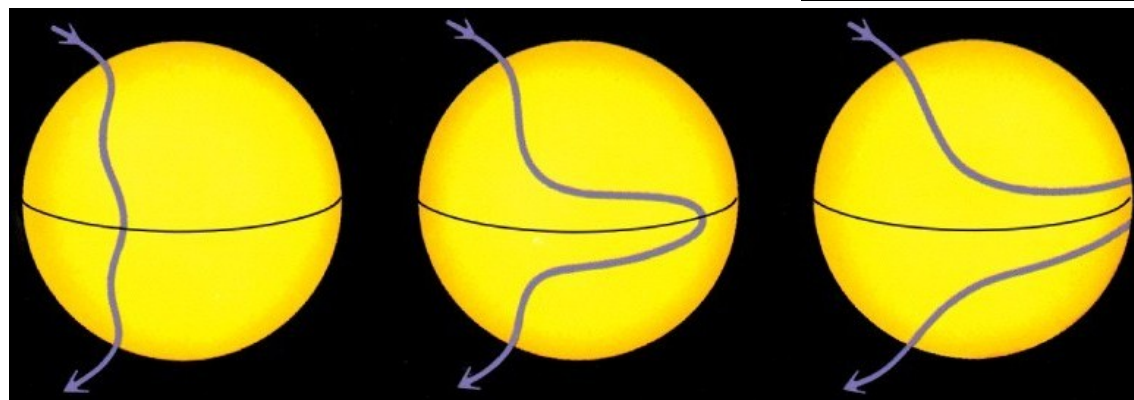
O Ciclo Solar

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**.



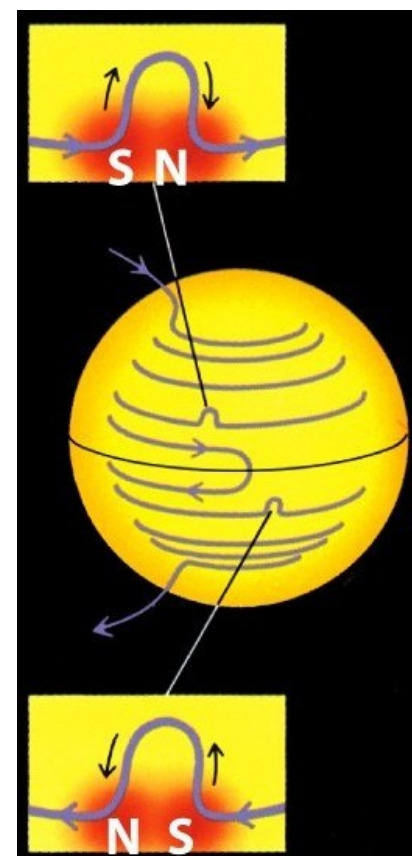
Isto adiciona uma **componente toroidal**.

- 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.

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

O Sol

Resumo: Contribuição integrada à energia total, e massa integrada em função da distância do centro do Sol

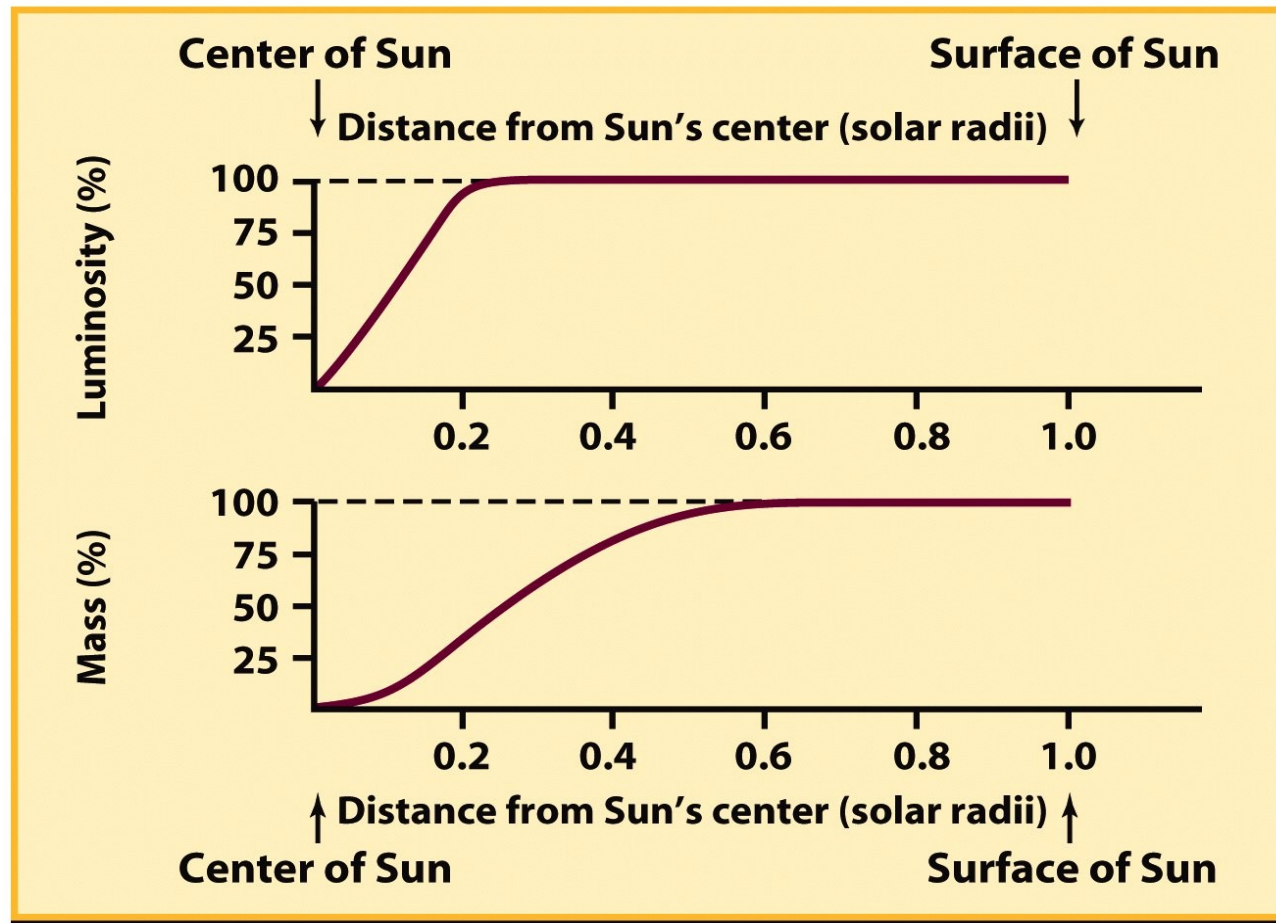


Figure 16-3 part 1
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

O Sol

Resumo: Temperatura e Densidade em função da distância do centro do Sol

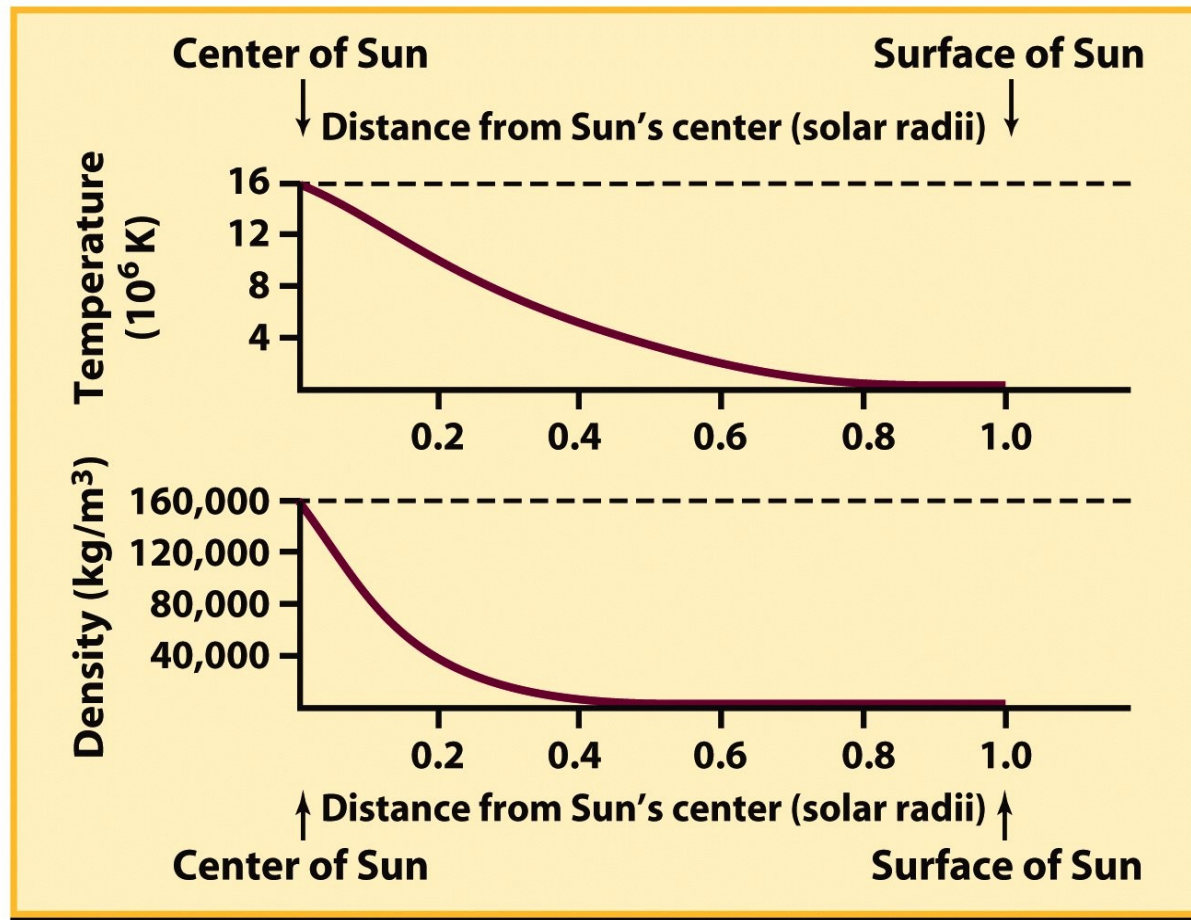


Figure 16-3 part 2
Universe, Eighth Edition
© 2008 W.H. Freeman and Company



Universidade Federal do ABC

Noções de Astronomia e Cosmologia

FIM PRA HOJE

