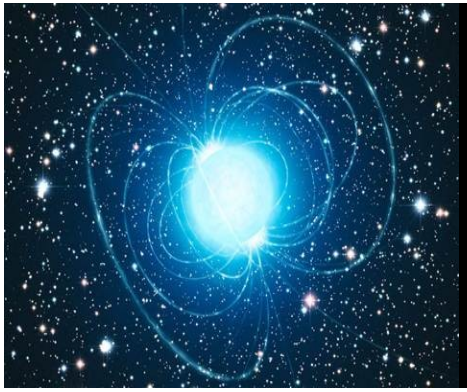
Universidade Federal do ABC

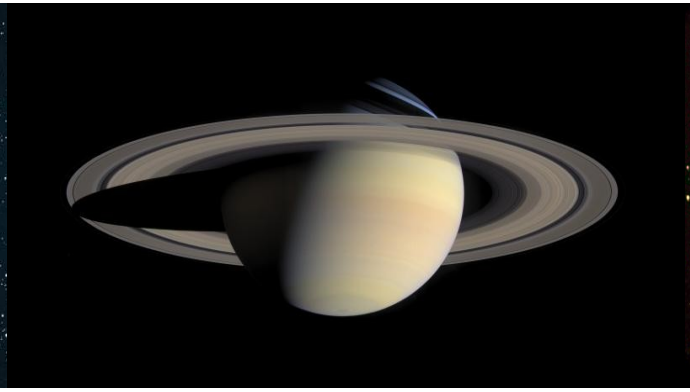
Noções de Astronomia e Cosmologia

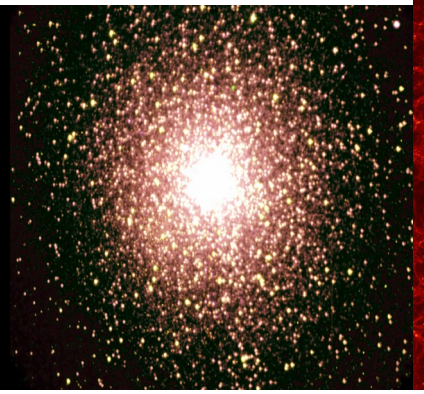
6. O Sol

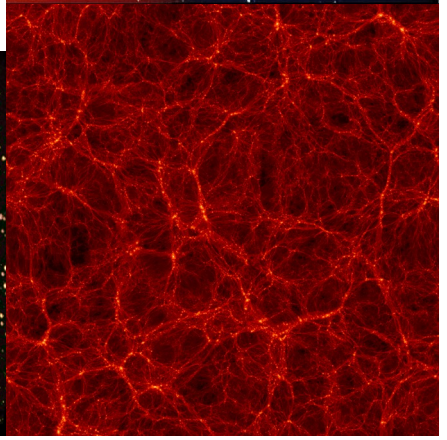
Prof. Pieter Westera
pieter.westera@ufabc.edu.br

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









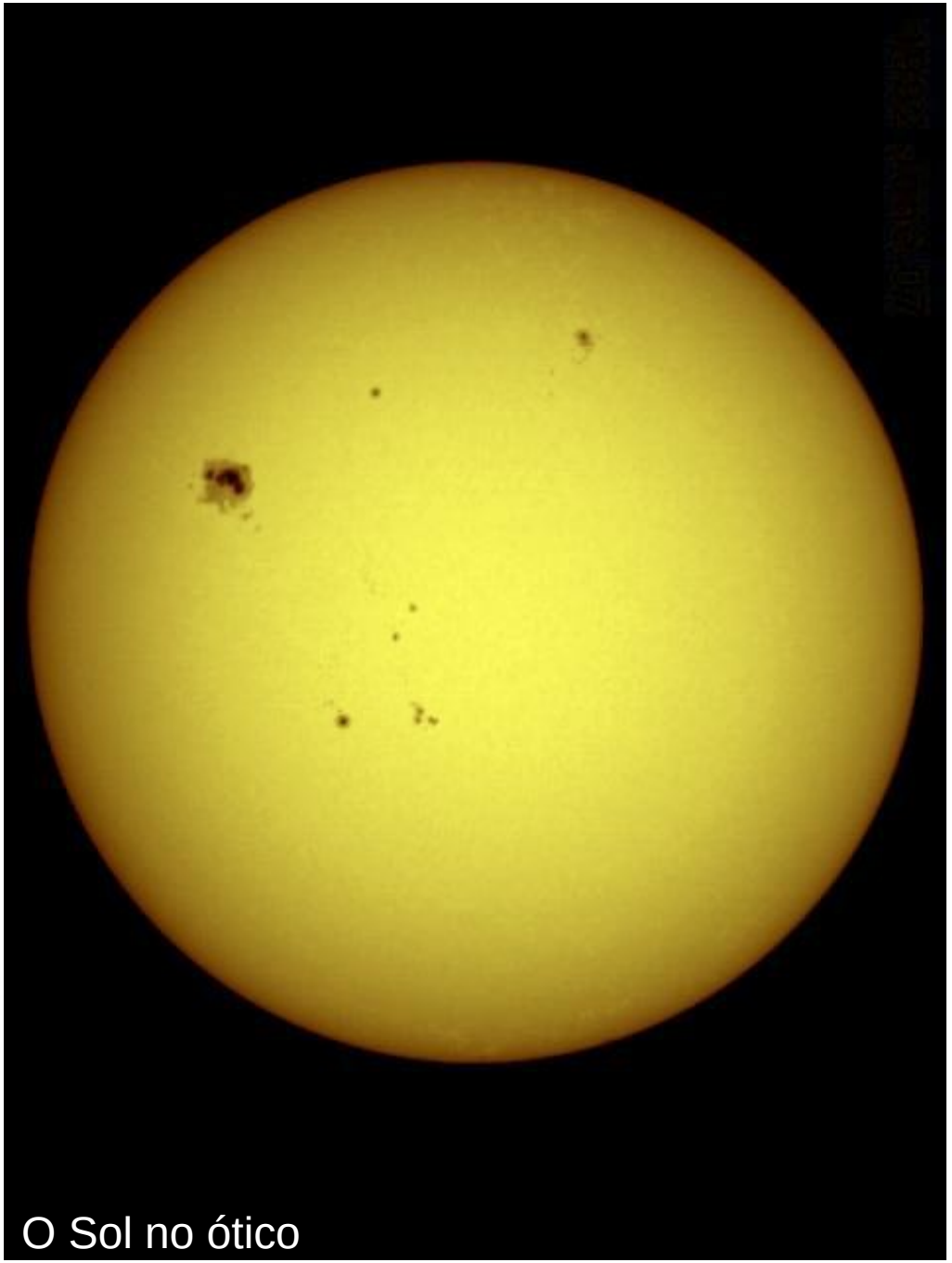
O Sol

Símbolo ☉

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

Helios, deus grego do Sol

deus Inca do Sol



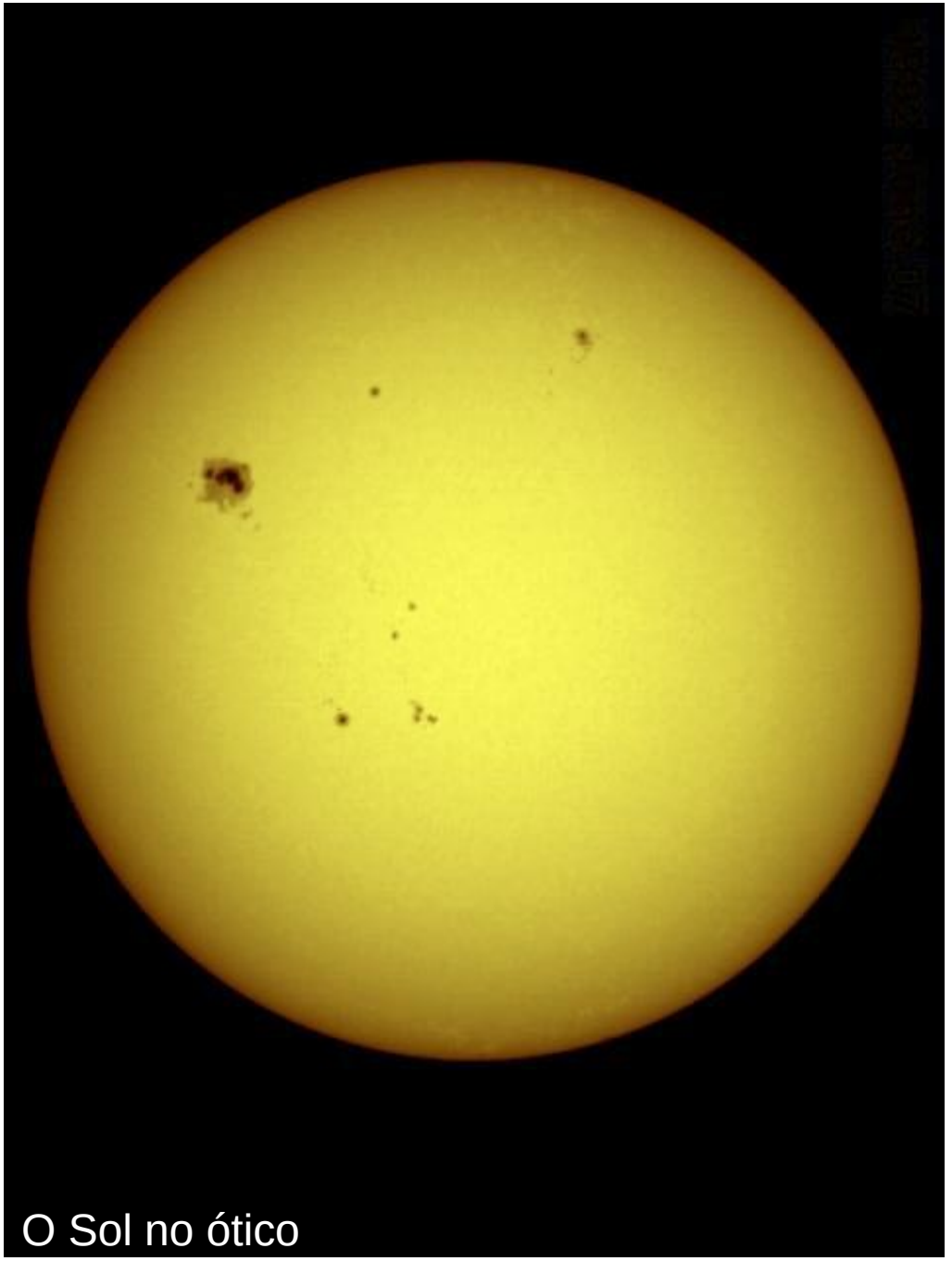
O Sol no ótico

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 ≈ 150 mio. km
≈ 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

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

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

$= 1047\ M_{♃}$

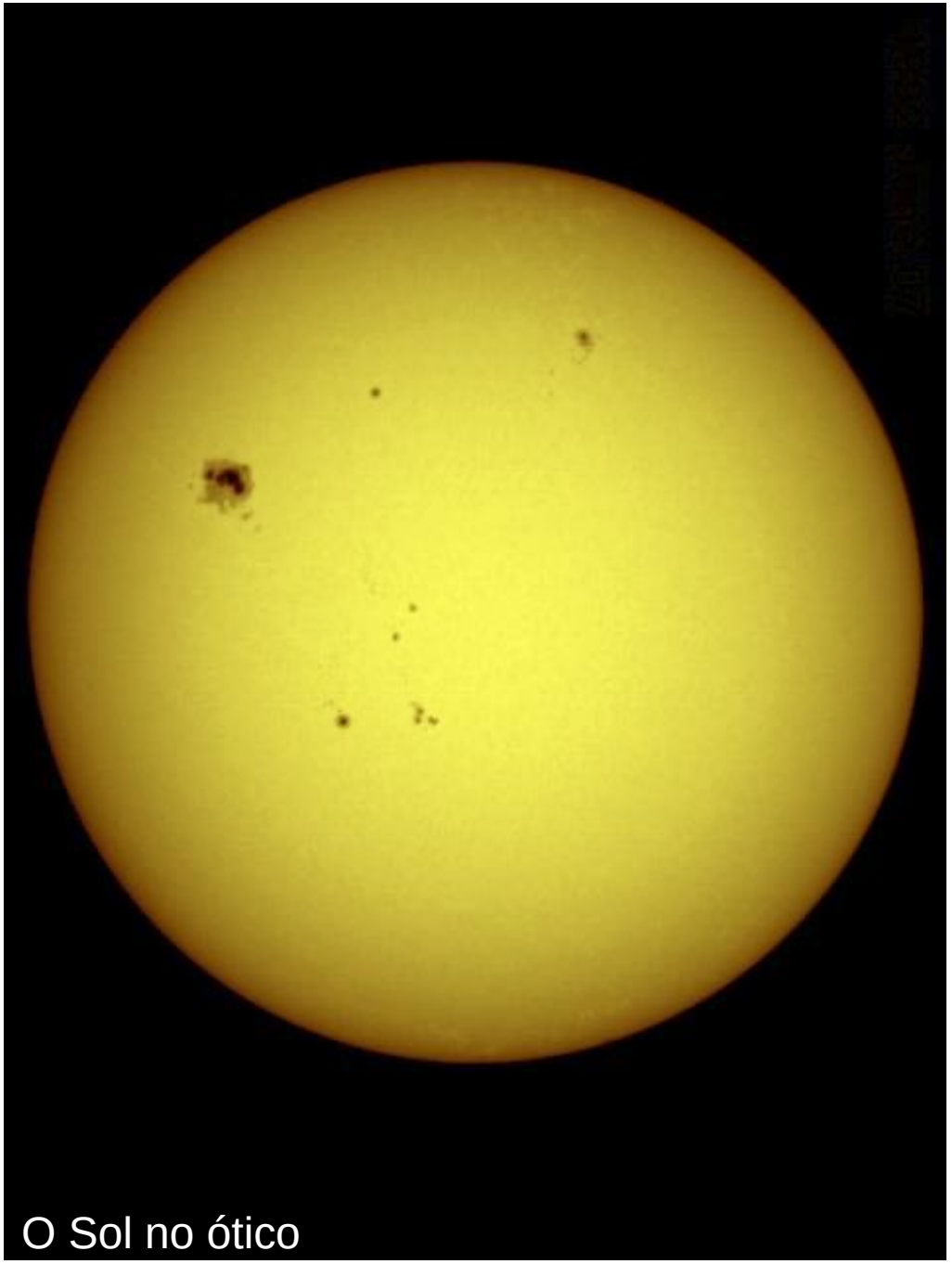
$= 99.85\ \%$ de $M_{\text{Sistema Solar}}$

é frequentemente usada como unidade de massa na astronomia

dens. média: 1410 kg/m³

temperatura na superfície: 5504 °C = 5777 K

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

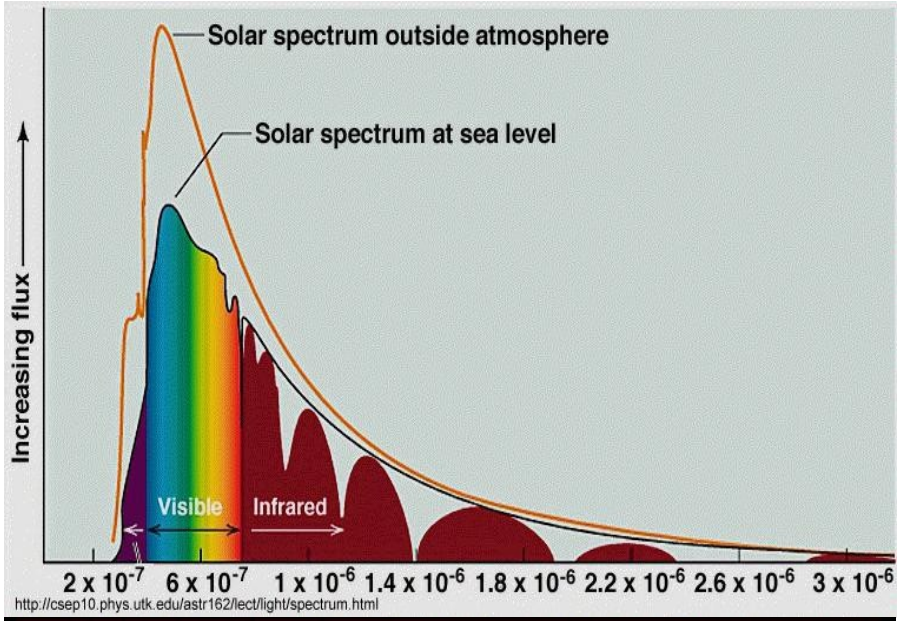


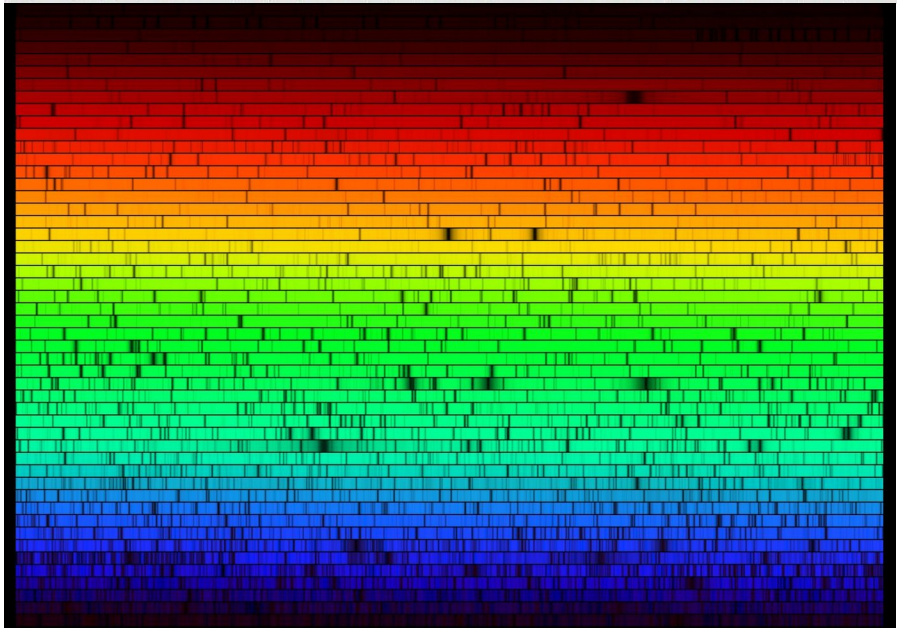
O Sol no ótico

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.

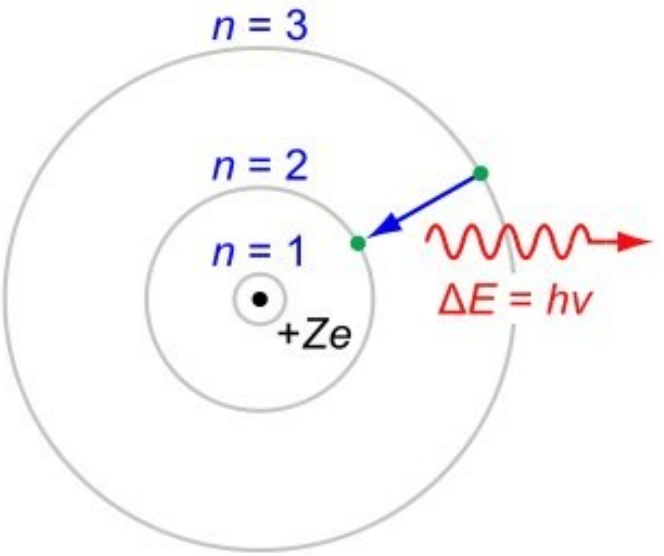
Joseph von Fraunhofer:
Até 1826, esse fabricante de instrumentos de vidro já havia contado 574 linhas escuras no espectro solar, chamadas depois de linhas de Fraunhofer.





A Interação Matérie-Luz

Para entender o espectro do Sol, lembremos algumas coisas sobre a interação entre matéria e radiação (luz) (=> Estrutura da Matéria, Física Quantica, 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, ..., , onde

$E_0 = m_e e^4/32\pi^2\varepsilon_0^2\hbar^2 = 2.18\cdot10^{-18}$ J = Energia de Bohr, e

n é número quântico da energia

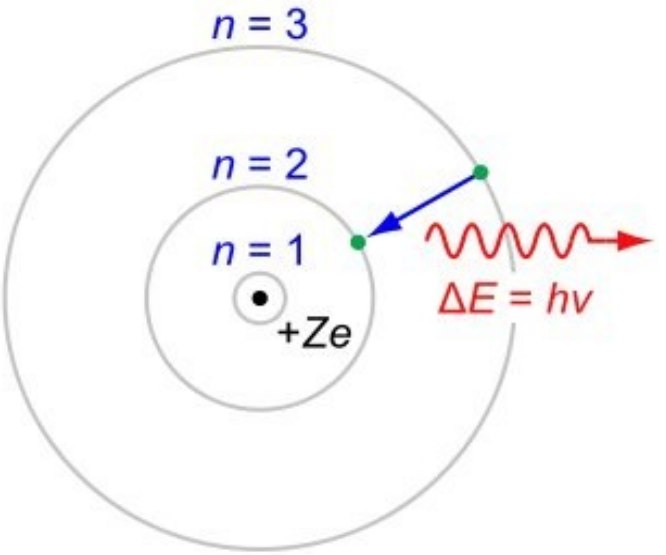
A Interação Matérie-Luz

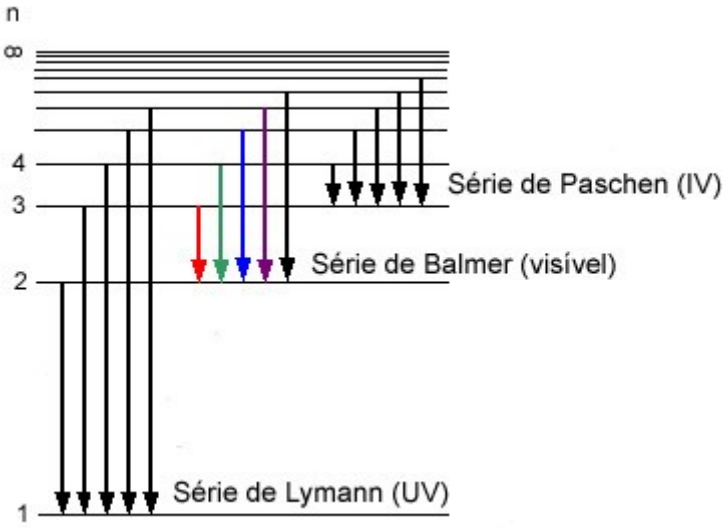
As diferenças de energia entre níveis são as energias que o átomo tem que ganhar ou perder para mudar de estado, de n_i para n_f.

Se isto ocorre por absorção ou emissão de um fóton, este fóton vai ter uma energia de

$$h\nu = |\Delta E| = |E_i - E_f| = E_0 \cdot |(1/n_f^2 - 1/n_i^2)|$$

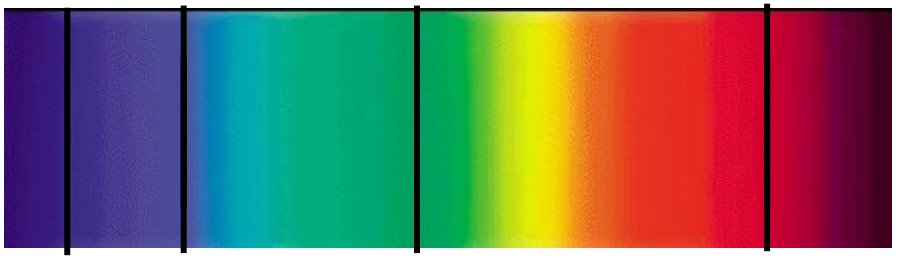
O conjunto das frequências / comprimentos de onda destes fótons é característico para o elemento ou a molécula, e se chama espectro de linhas deste.



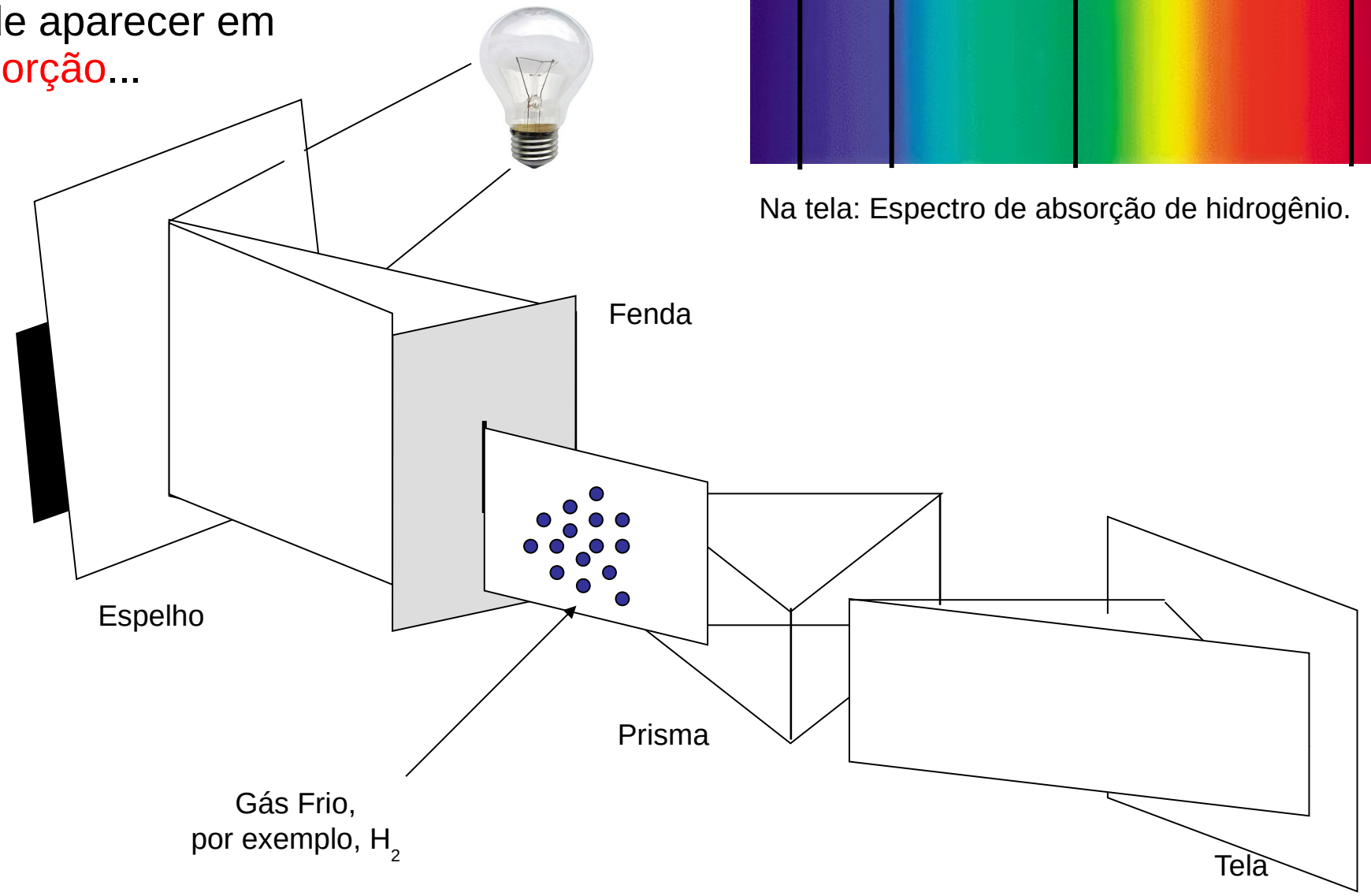


Absorção Atômica

O espectro de linhas pode aparecer em absorção...

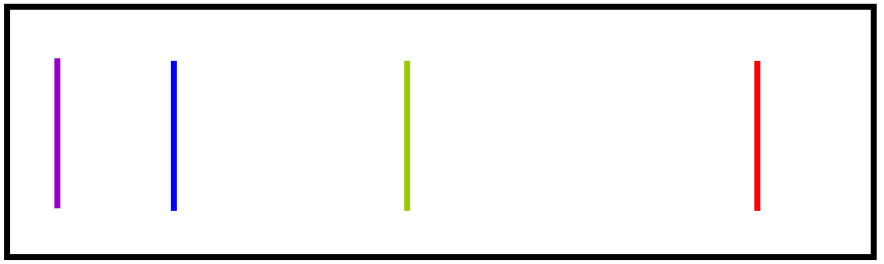


Na tela: Espectro de absorção de hidrogênio.

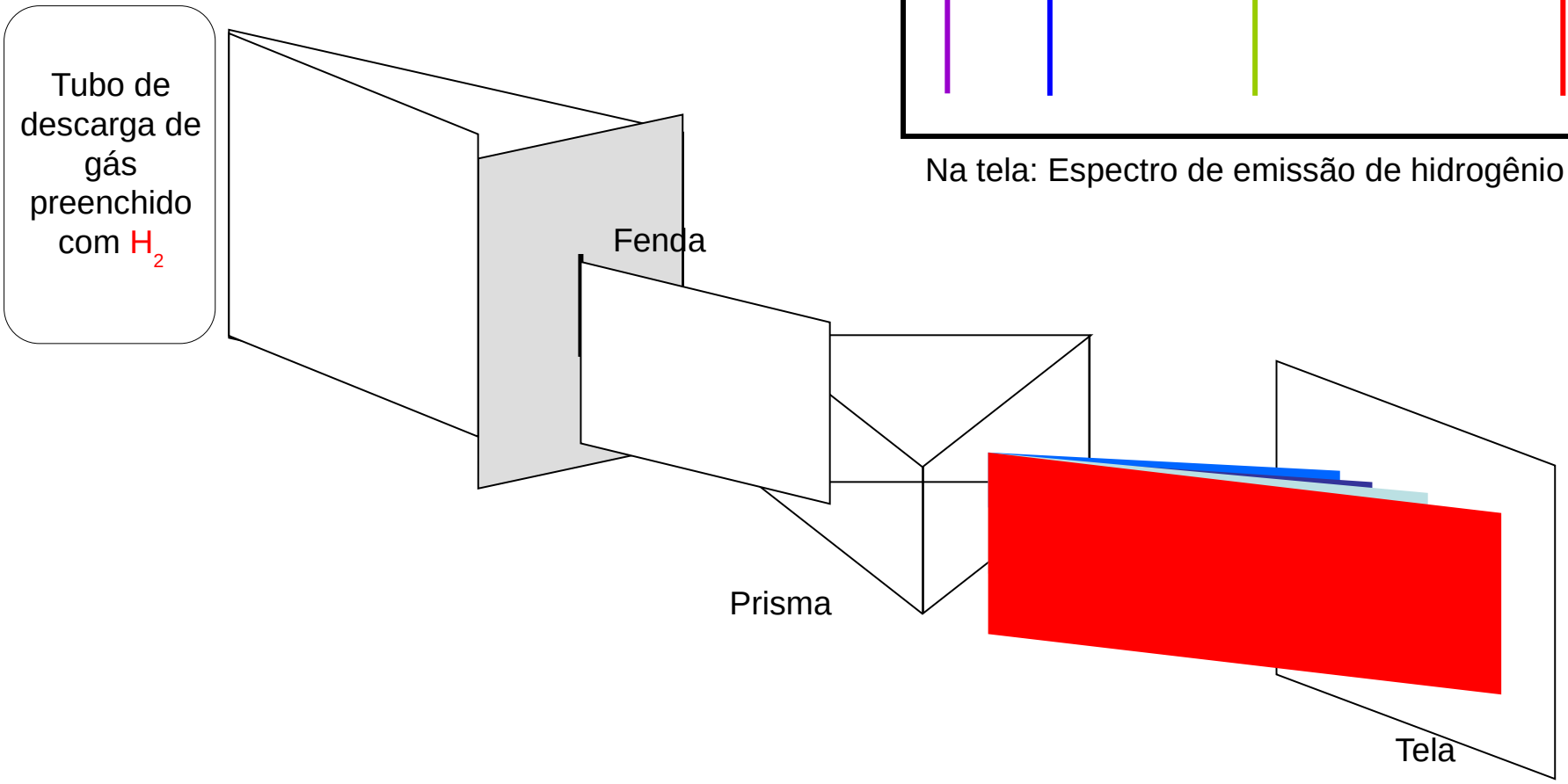


Emissão Atômica

... ou em emissão.



Na tela: Espectro de emissão de hidrogênio



A Interação Matérie-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.

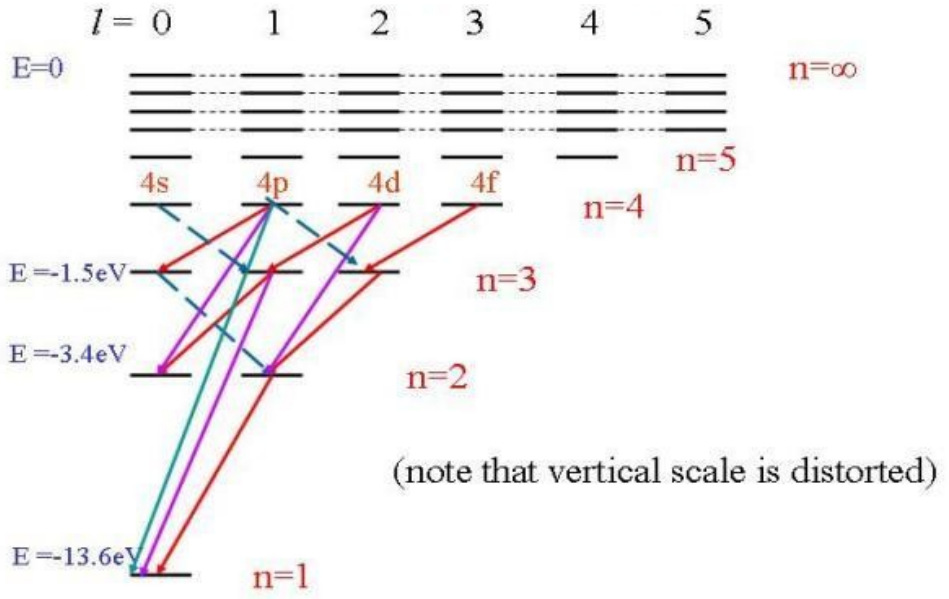
A Interação Matérie-Luz

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).

Diagrama de níveis de energia de hidrogênio



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.

A Interação Matérie-Luz

Linhas “permitidas” e “proibidas”

Diagrama de níveis de energia de hélio

=> 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.

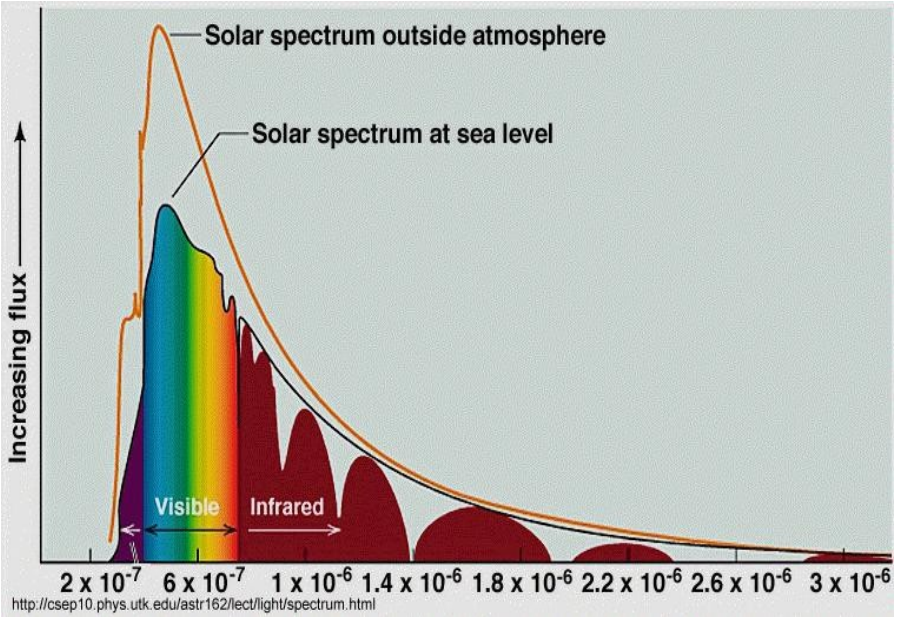
=> Linhas proibidas são assinaturas de gases muito tênues.

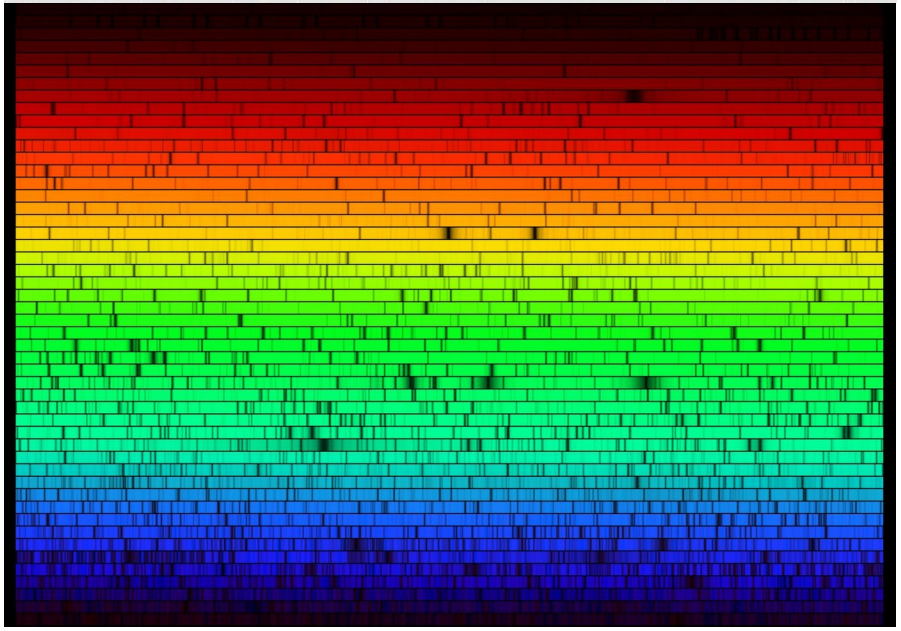
O Espectro Solar

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: $E = -\frac{3}{5} \cdot GM^2/R$ => liberamos $\frac{3}{5} \cdot GM^2/R$

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

=> 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 $Q_{pet} = 42 \cdot 10^6$ J/kg

(Outras reações químicas envolvem energias por massa comparáveis)

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

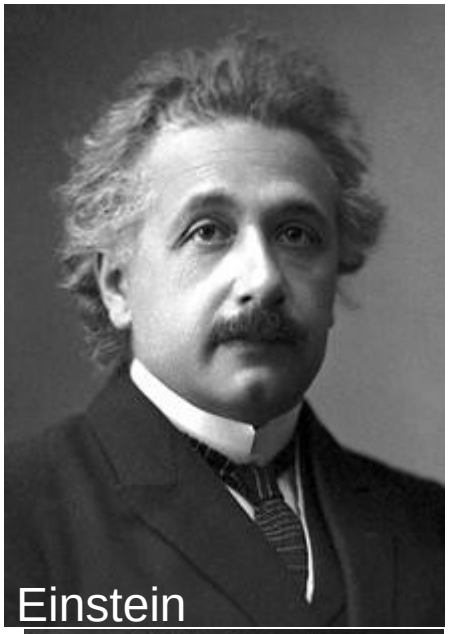
Energia química também não explica
(sem falar que ainda se teria que explicar de onde vem o oxigênio necessário para queimar o petróleo).

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 (=> aula Relatividade), um dos resultados sendo a equivalência massa-energia:

$E = mc^2$


Einstein

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

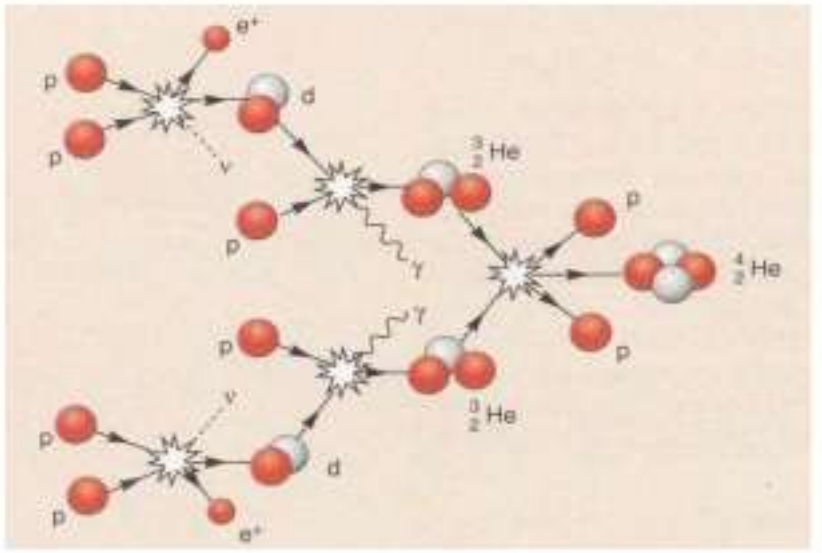
Eddington

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

$$4p^+ \rightarrow {}^4_2He + 2e^+ + 2\nu_e + 2\gamma$$

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



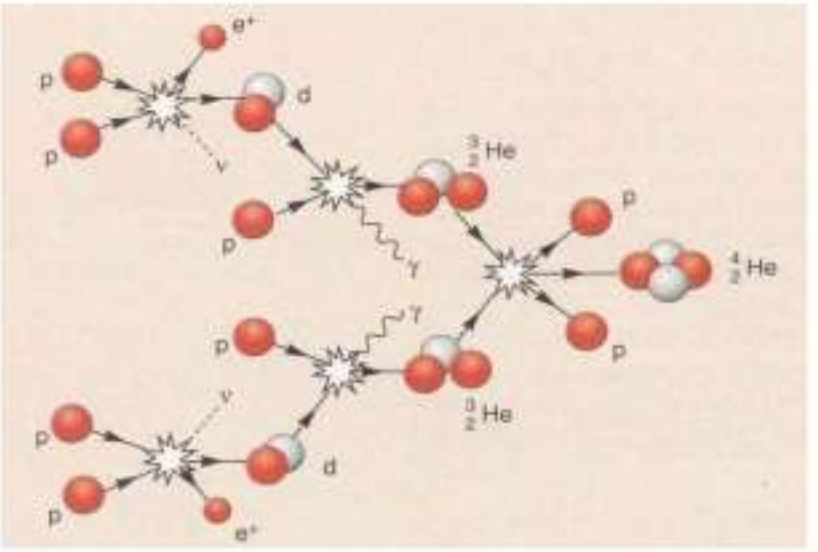
Já que, inicalmente, 74 % da massa do Sol era hidrogênio, ele tinha um estoque para gerar por “queima” (fusão nuclear) de hidrogênio uma energia de:

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

o suficiente para brilhar por 75 bio. anos à taxa atual, de 10^{38} transformações 4H -> He por segundo.

O Sol

$$4p^+ \rightarrow {}^4_2He + 2e^+ + 2\nu_e + 2\gamma$$



Para a fusão acontecer, os prótons têm que ser jogados com bastante velocidade um contra o outro, para superar a repulsão de Coulomb (=> Fen. El.mag.) entre eles.
=> 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.

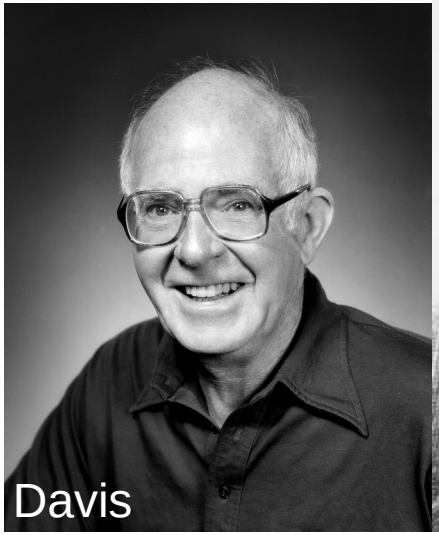
O Sol

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.

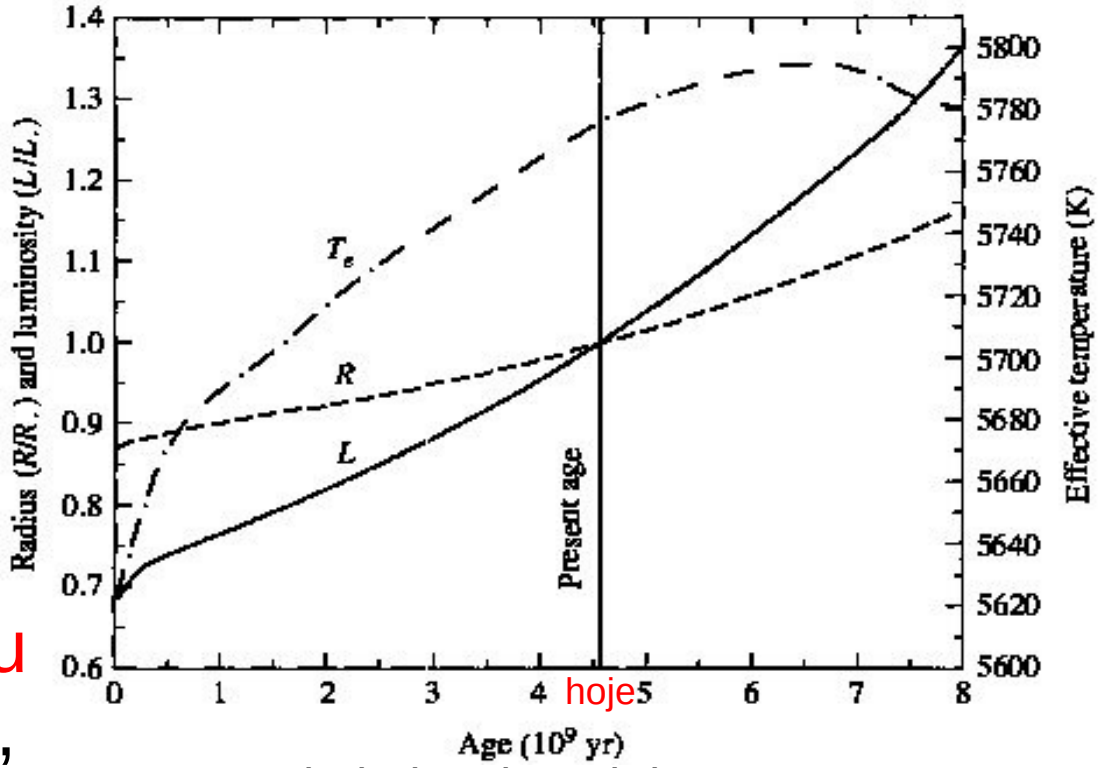
(Regra geral da evolução estelar: Quando o caroço de uma estrela se contrai, o envelope se expande, e vice-versa.)

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.



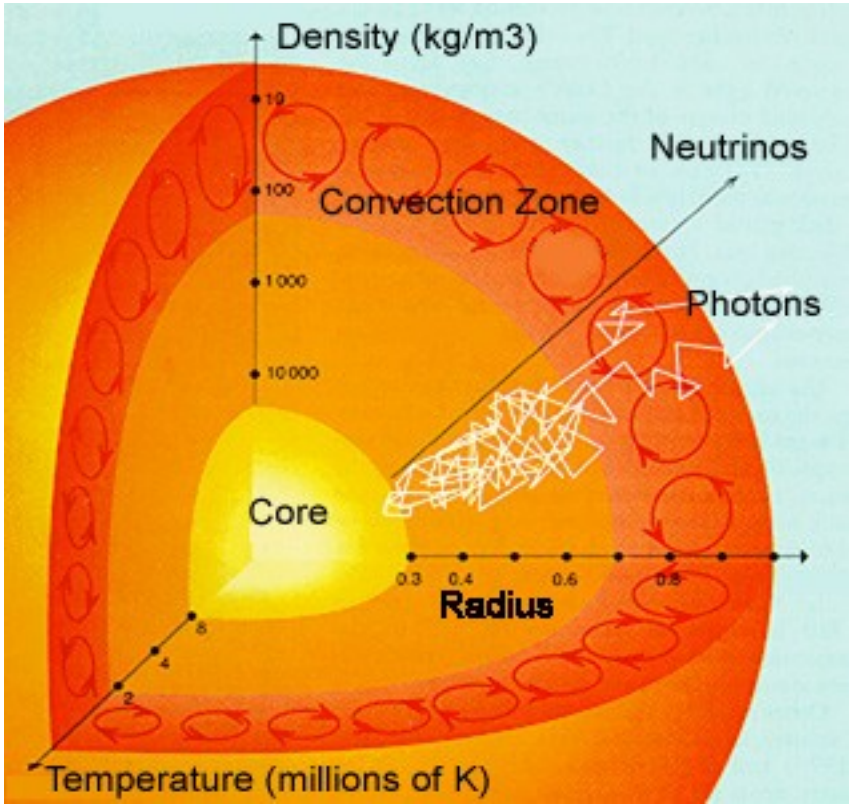
As propriedades do Sol durante a sua fase na Sequência Principal

=> 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

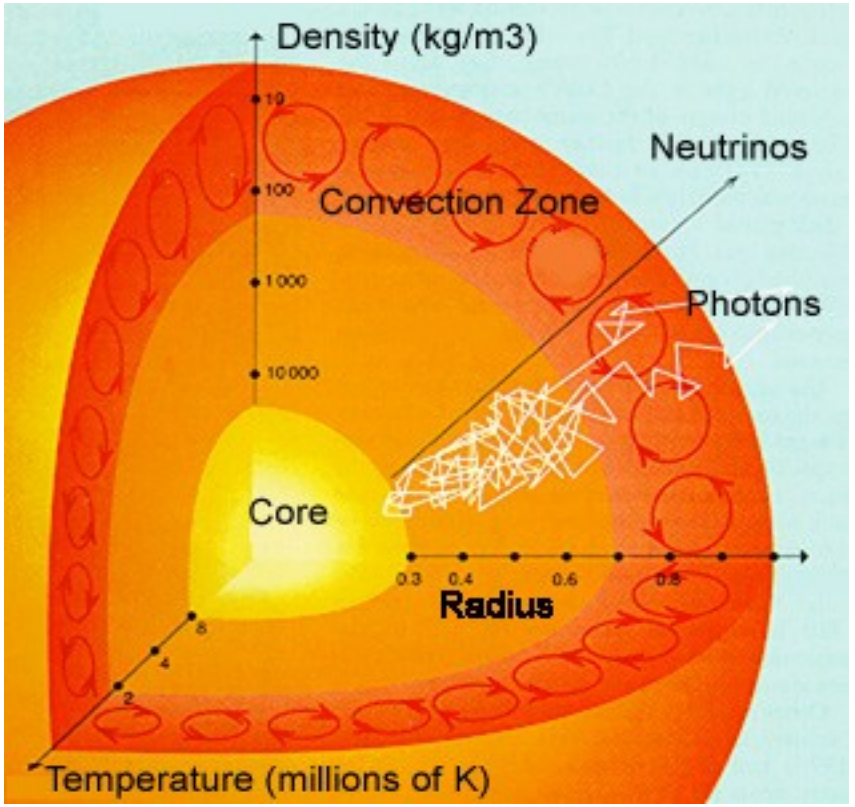
Para entender, como a energia produzida no centro do Sol chega na superfície, temos que dar uma olhada na sua estrutura:



- 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

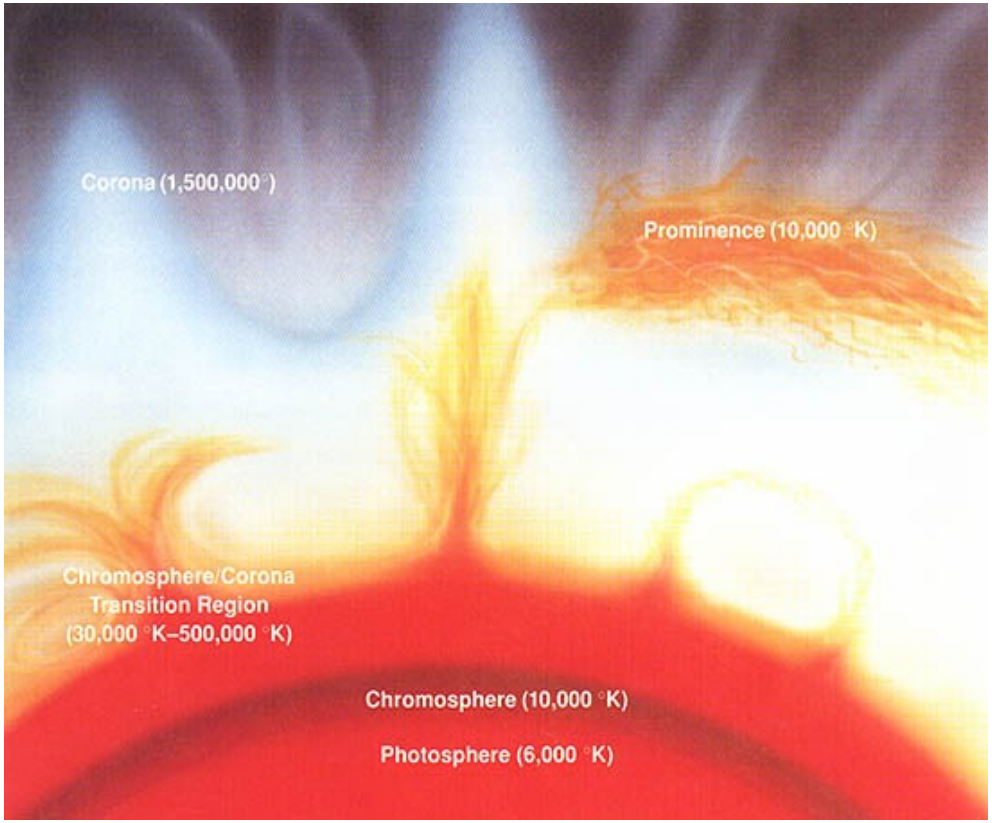
- Na próxima camada, o transporte de energia acontece por convecção: gás se esquenta do lado inferior, se expande, ascende, chega na fotosfera, se esfria emitindo fótons, se contrai e desce de novo.



- 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 ~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 $R_\odot$.

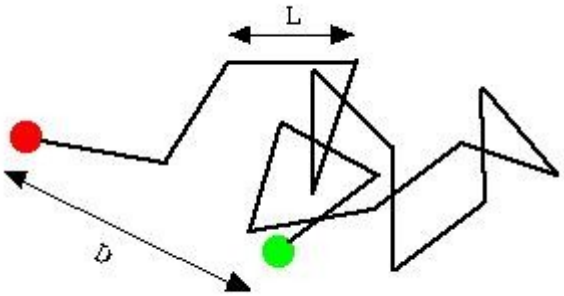
A temperatura cai de 7 mio. K a 2 mio. K
e a densidade de $2 \cdot 10^4$ kg/m³ a 200 kg/m³.

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.



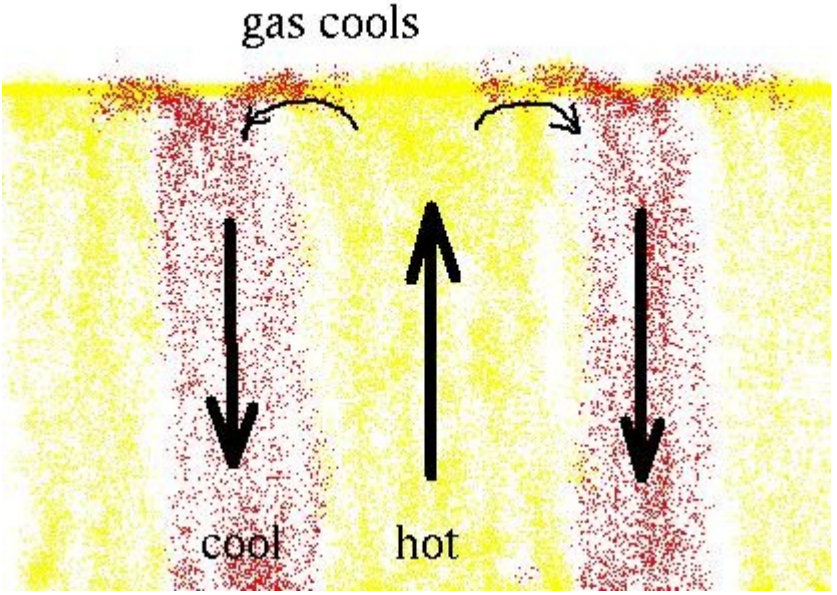
Dá pra mostrar que, em *N* choques, um fóton se afasta, em média, pela distância $\sqrt{N} \cdot l$ da sua posição inicial.

Assim, os fótons levam, em média, ~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.

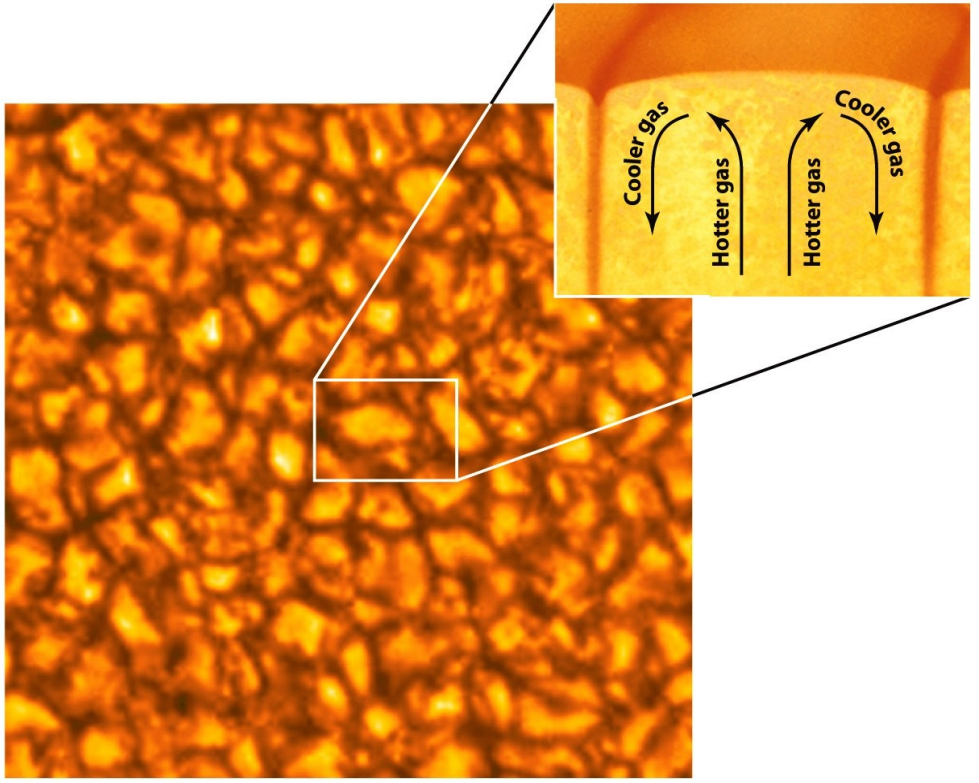


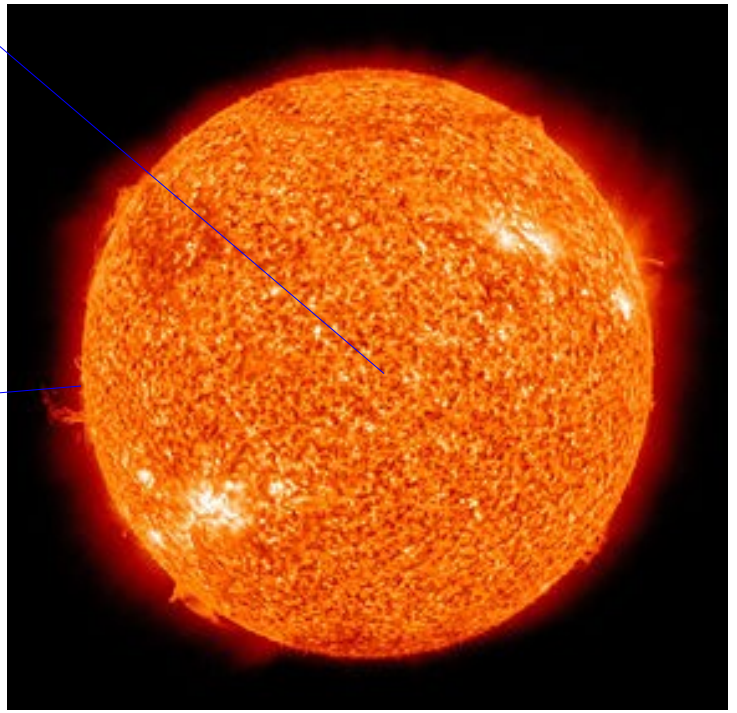
Figure 16-9
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

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

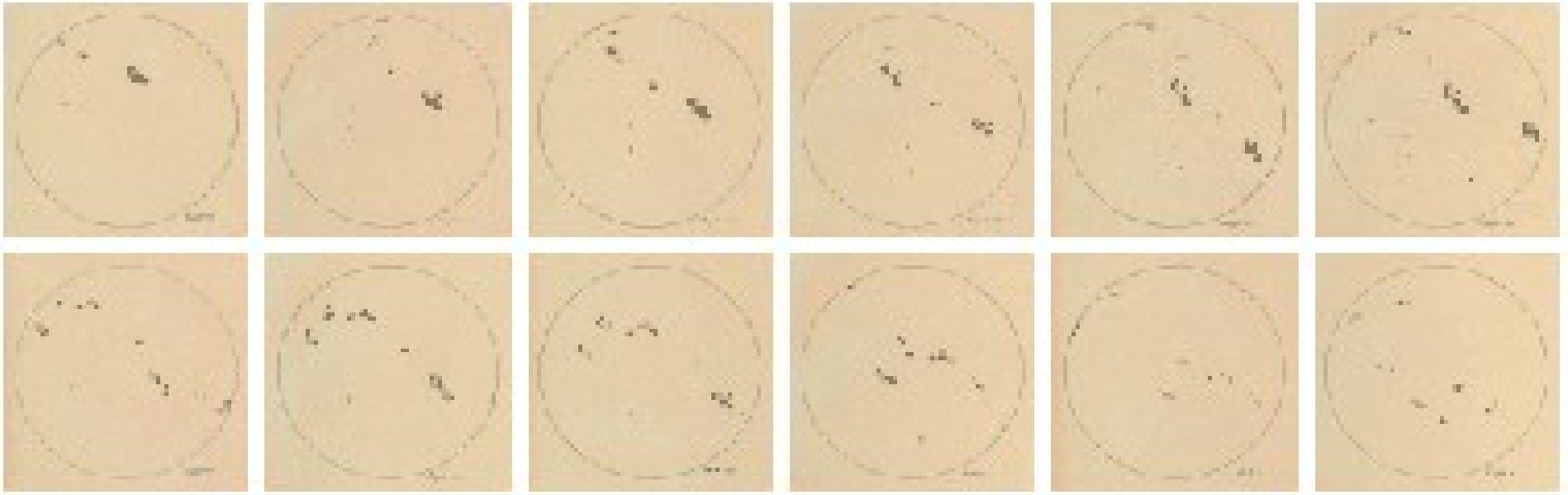


Olhando aqui se vê a velocidade de rotação do Sol. Encontra-se, que o Sol gira em torno de um eixo, perpendicular à eclíptica, no mesmo sentido que a revolução dos planetas, na ordem de um mês.

O Sol

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

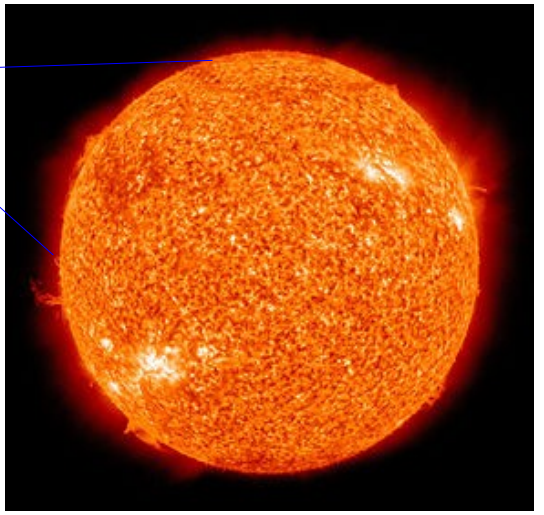
Desenhos originais de Galileu



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

O Sol

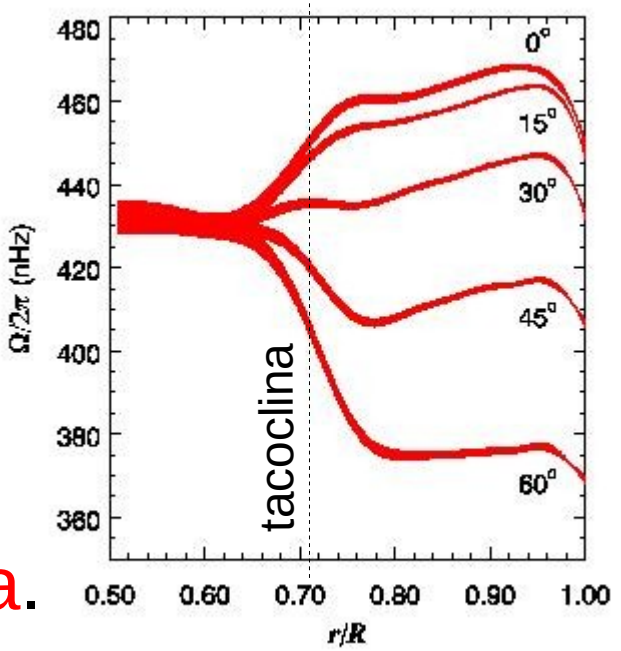
A segunda vista, olhando aqui e aqui, a rotação não é tão constante assim:



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.

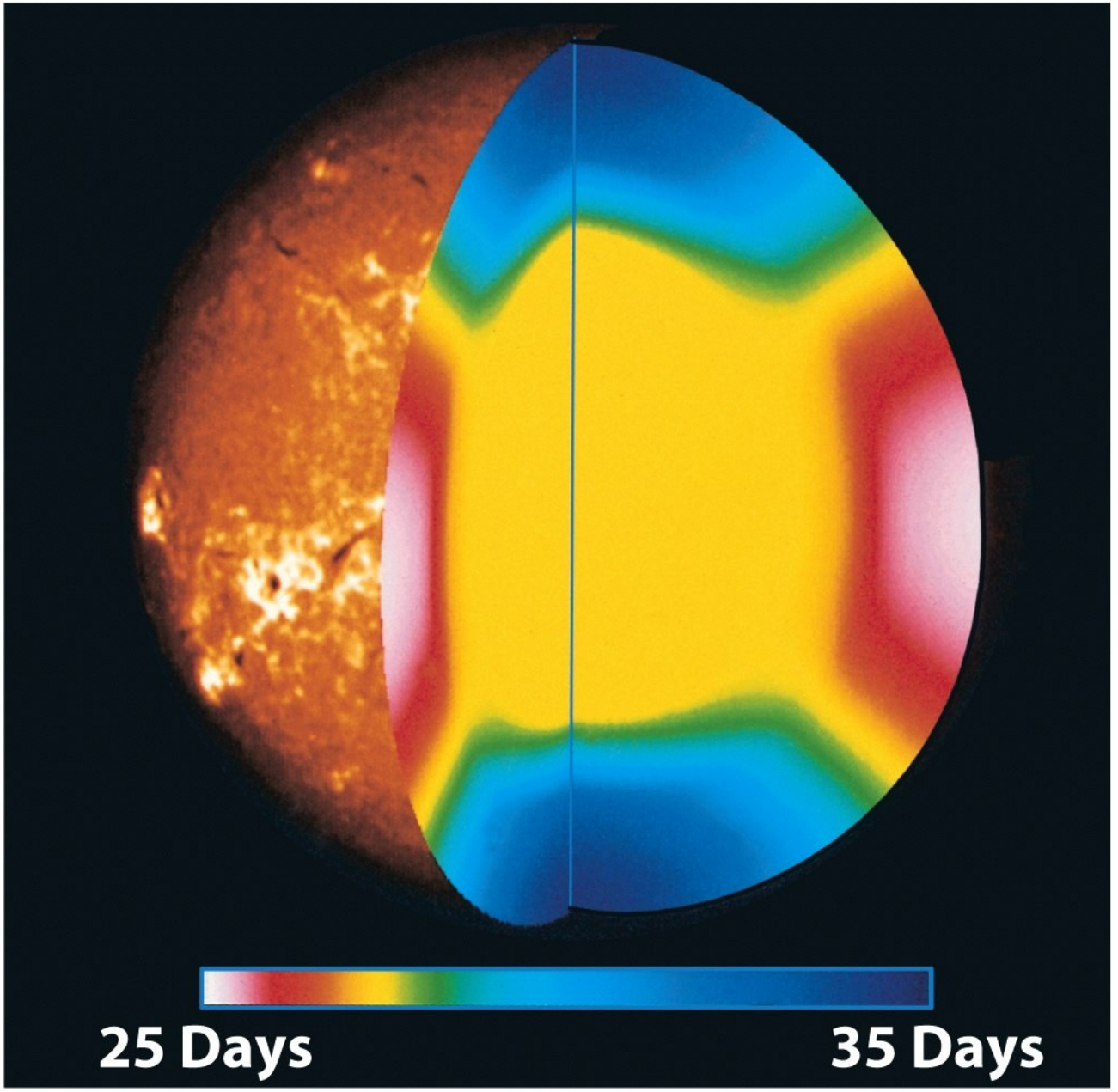


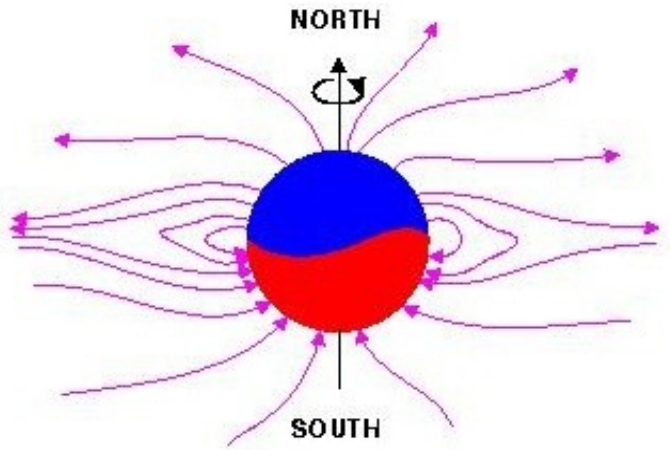
Figure 16-24
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

O Campo Magnético Solar

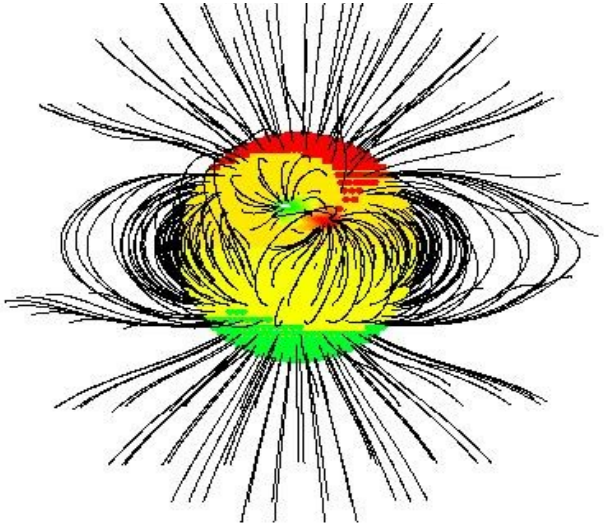
Acredita-se que o campo magnético solar é gerado na tacoclina pelo efeito dínamo.

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.



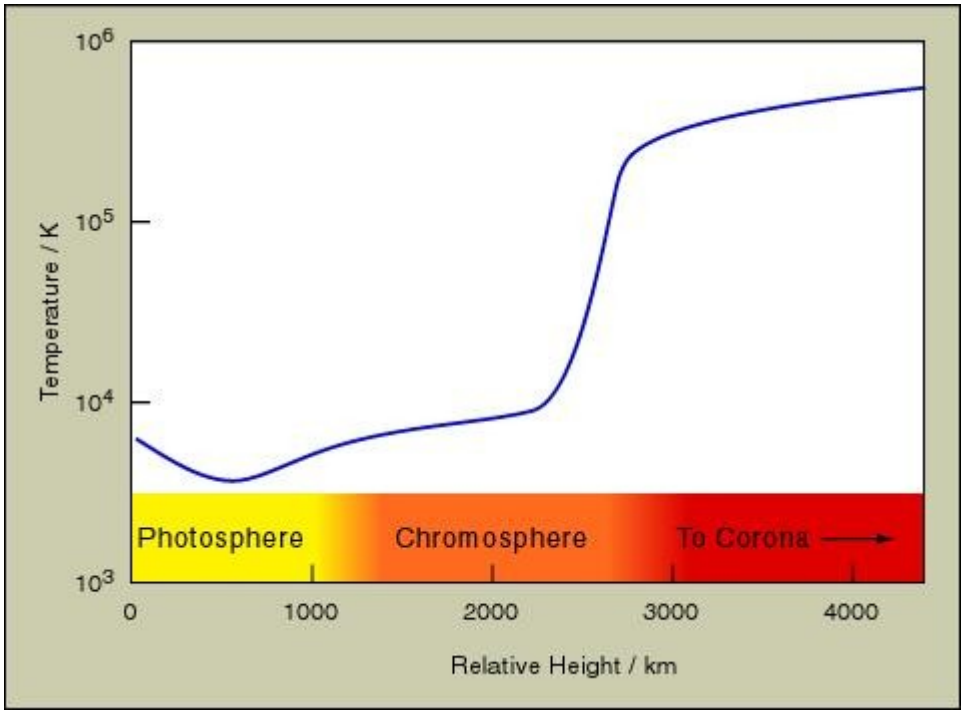
CORONAL MAGNETIC FIELD LINES AT SOLAR MINIMUM ACTIVITY



A Fotosfera

É a zona 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

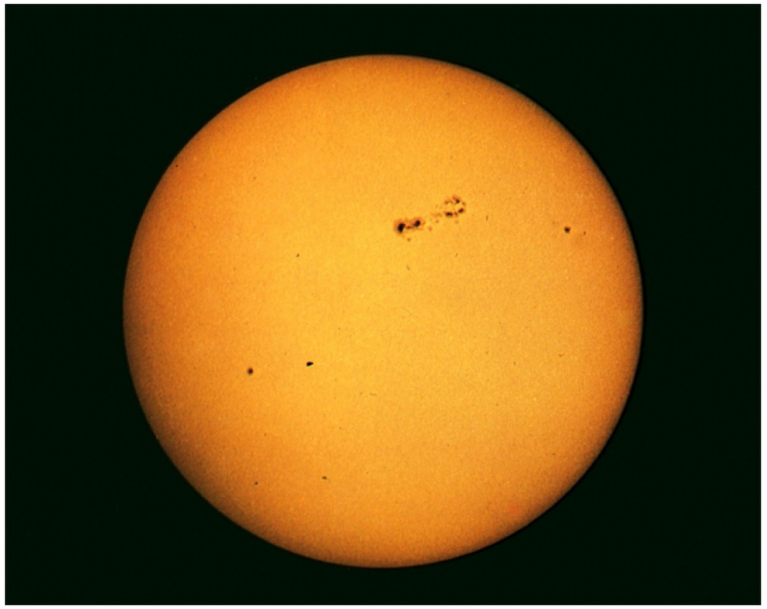


Figure 16-7
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

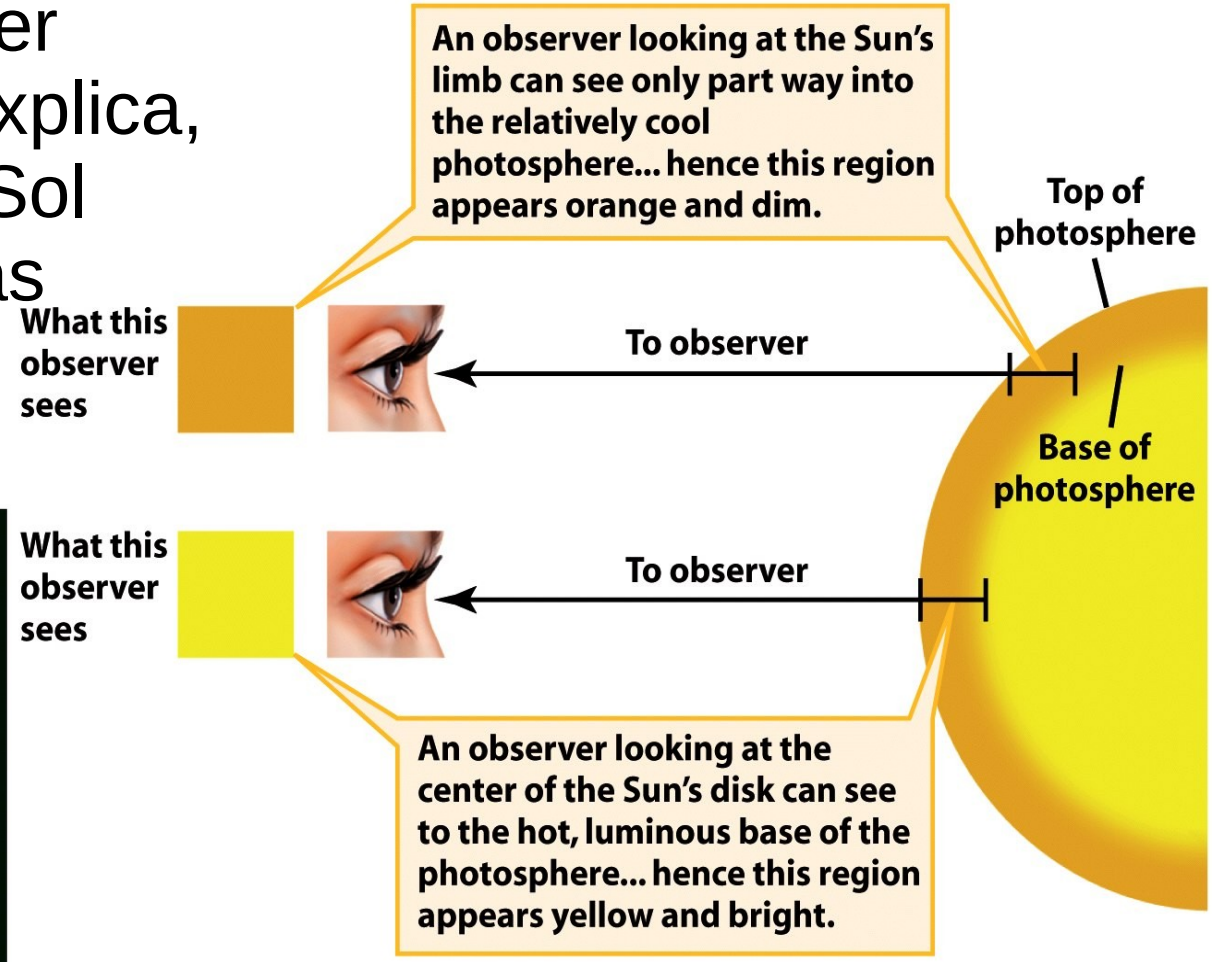


Figure 16-8
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

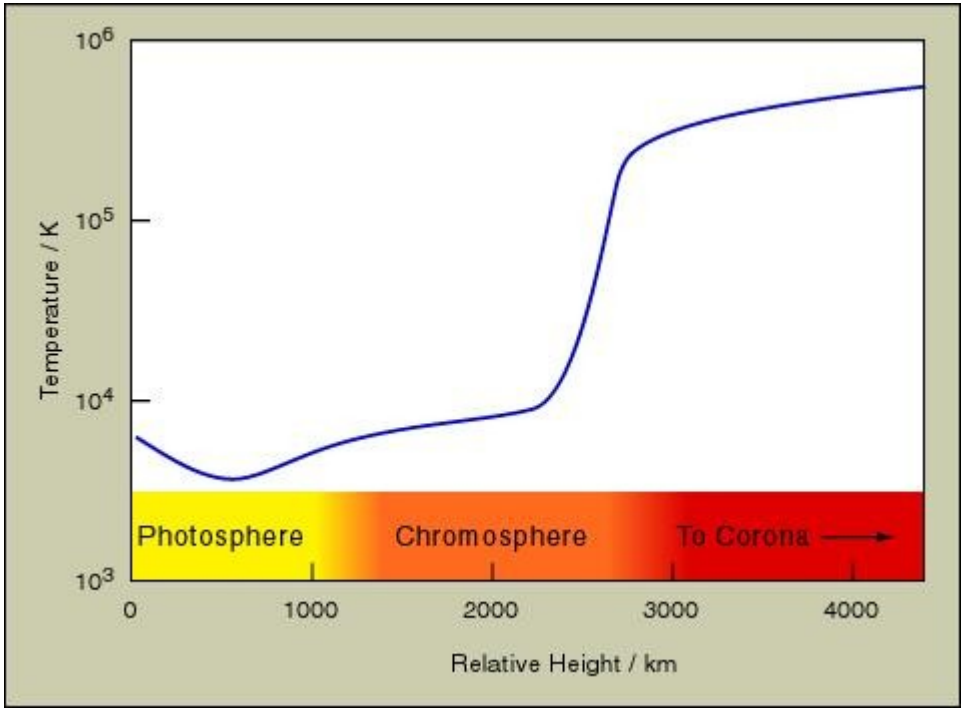
A Cromosfera

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”).

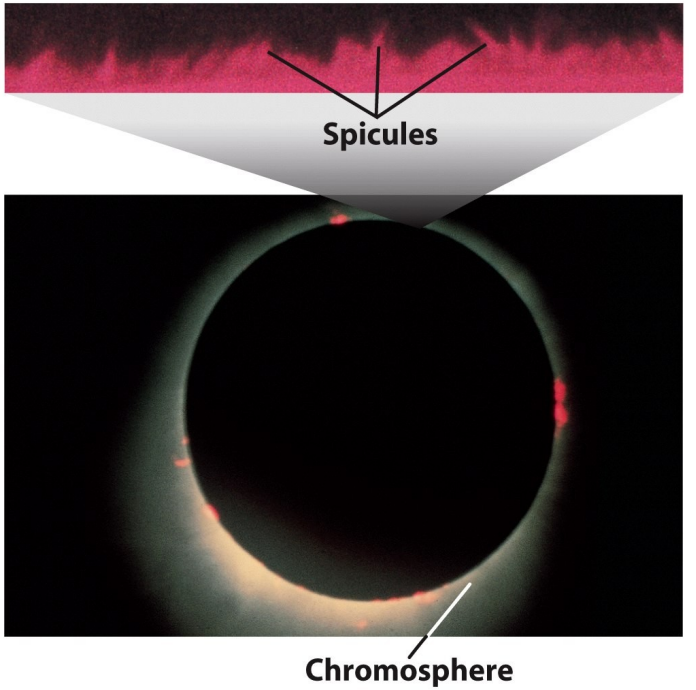
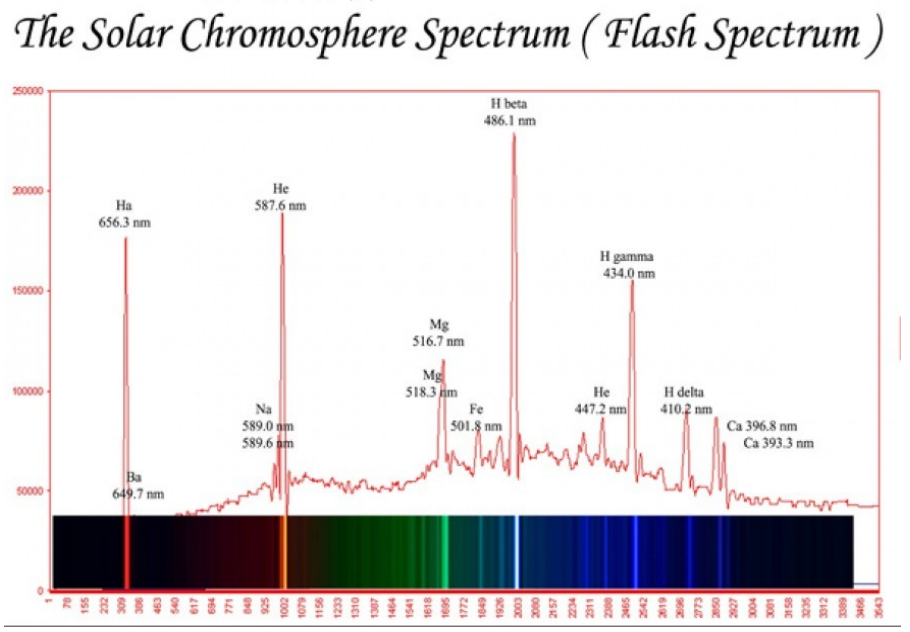


Figure 16-11
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

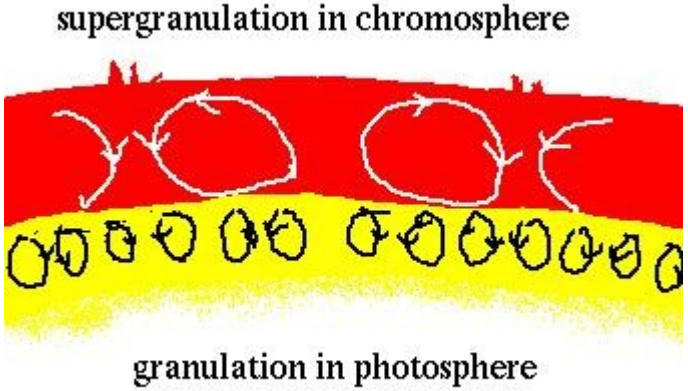
O espectro é de emissão com linhas de
H, He, Fe, Si, Cr e Ca ionizados.
Tem até linhas de emissão nos raios X, sinal de que se trata de gás quente.



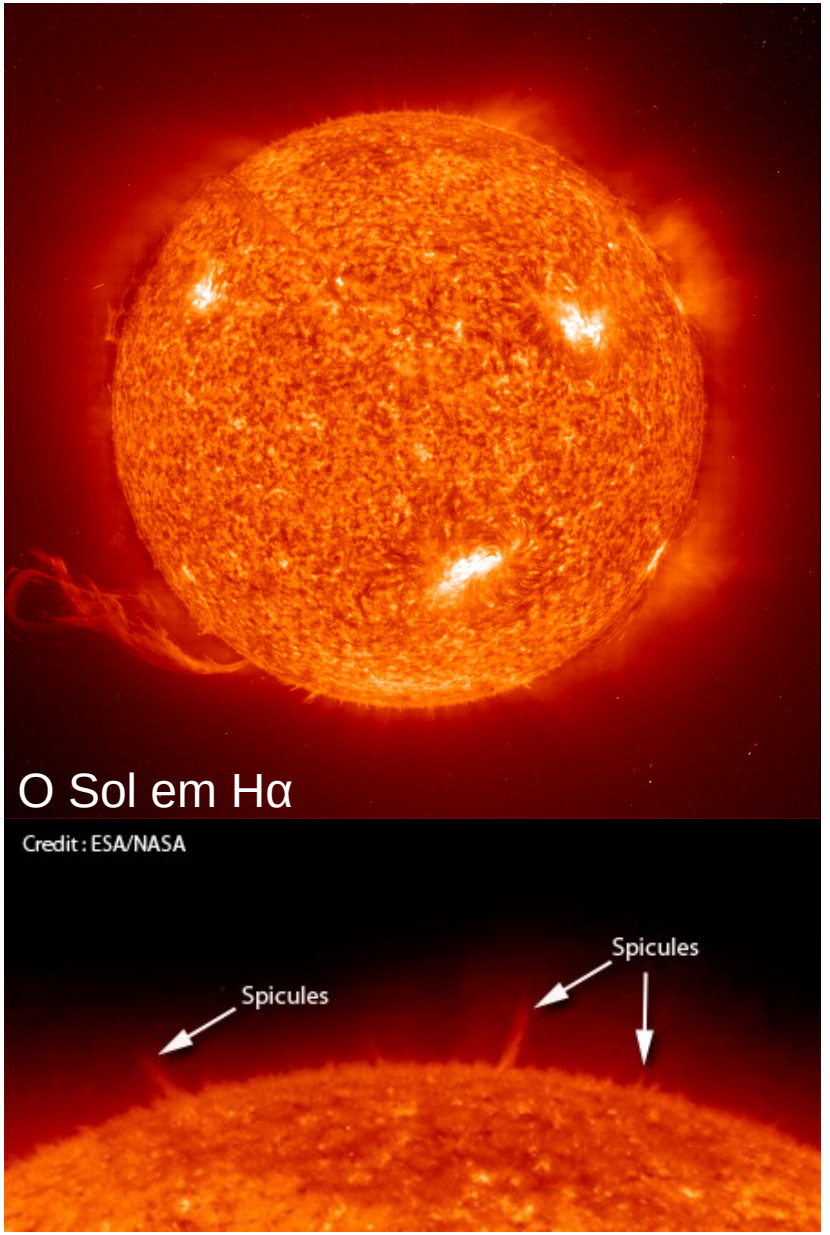
A Cromosfera

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

- Supergranulação, a extensão da granulação da fotosfera

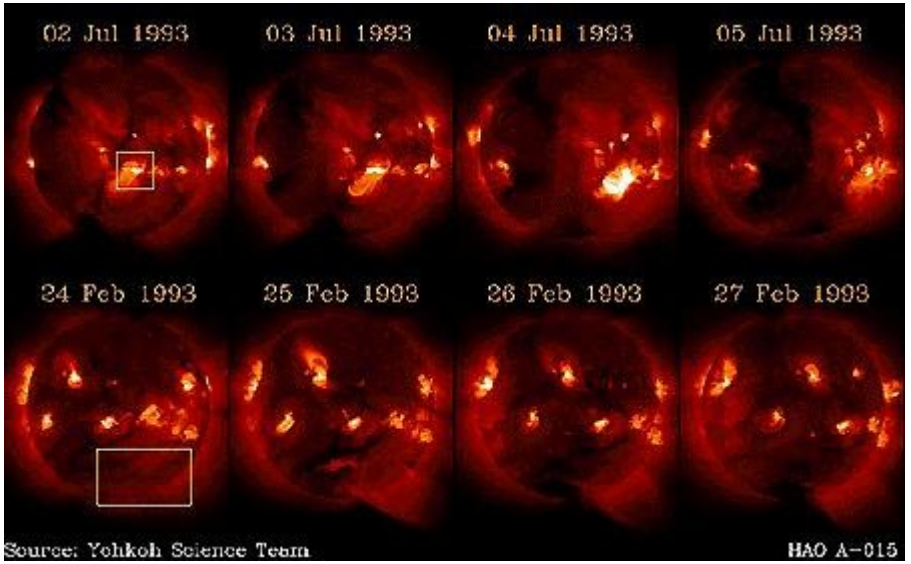


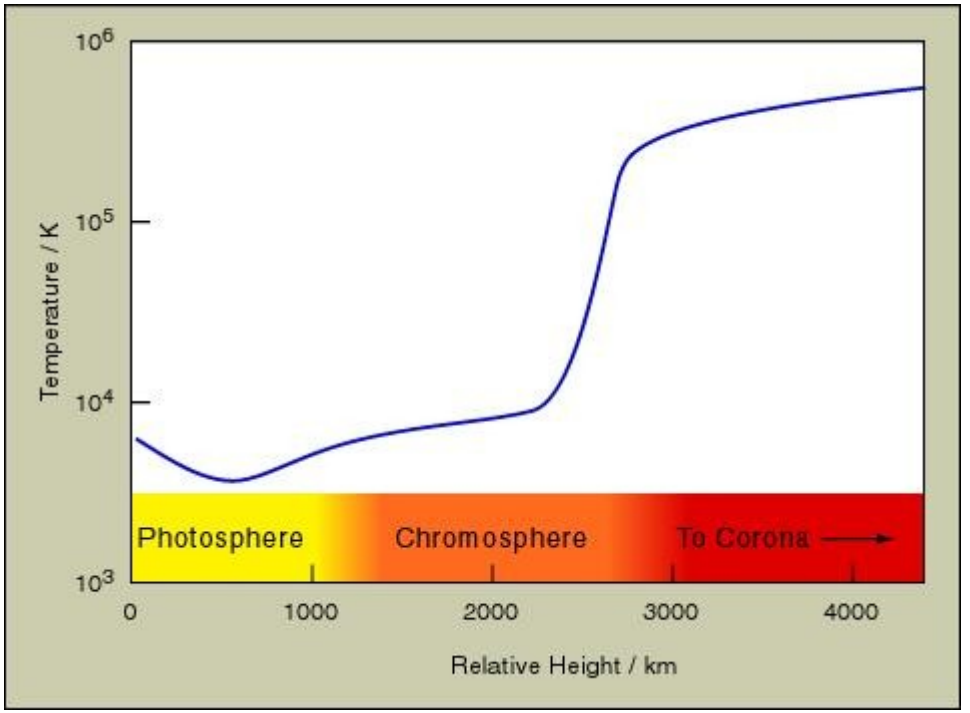
- Espículas, filamentos de gás estendendo-se por 10 000 km a cima da cromosfera, com vida-média de ~15 min.



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/m^3, é transparente à maior parte da radiação eletromagnético (exceto ondas de rádio longas) e seu limite exterior não é claramente definido.

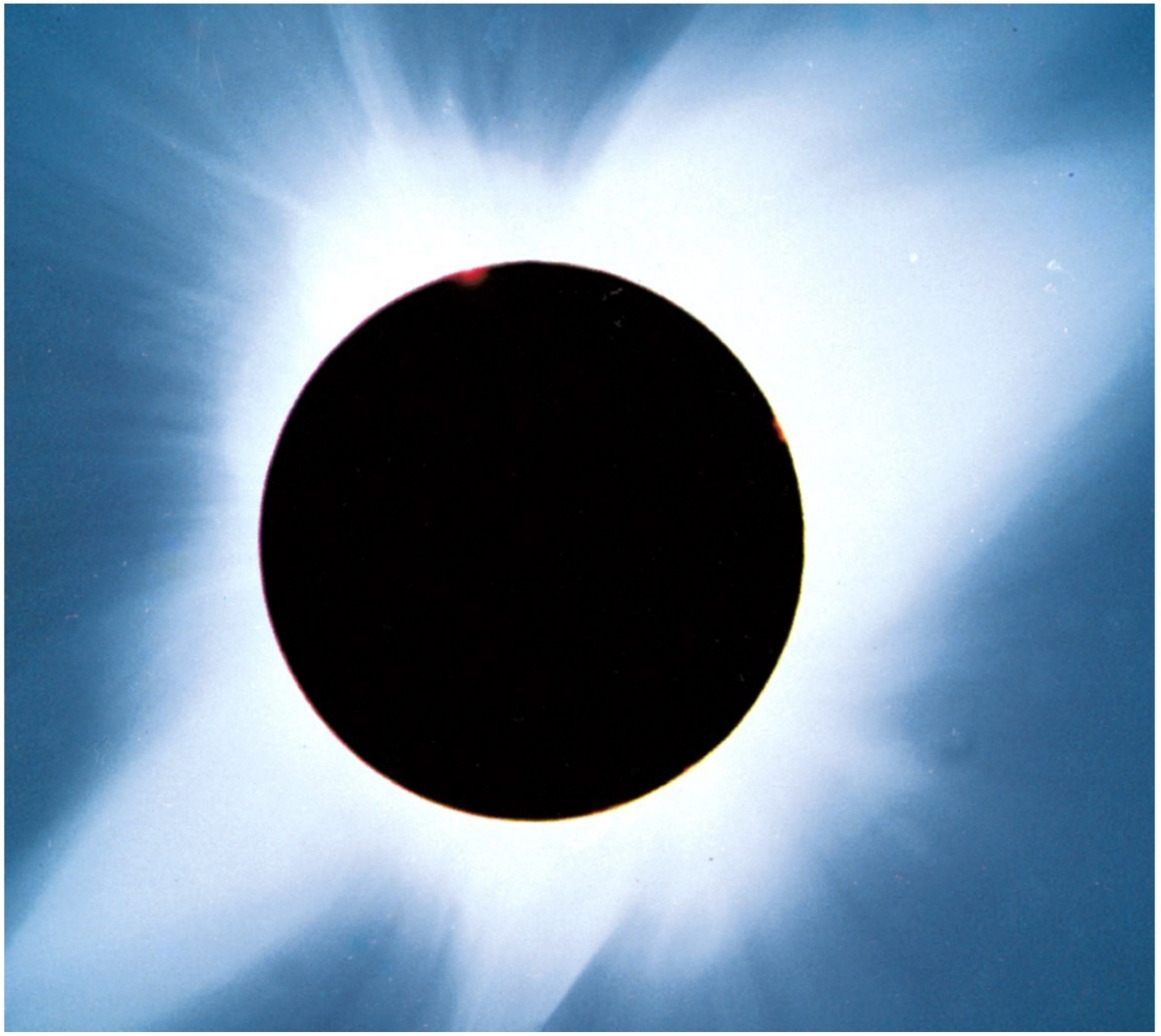


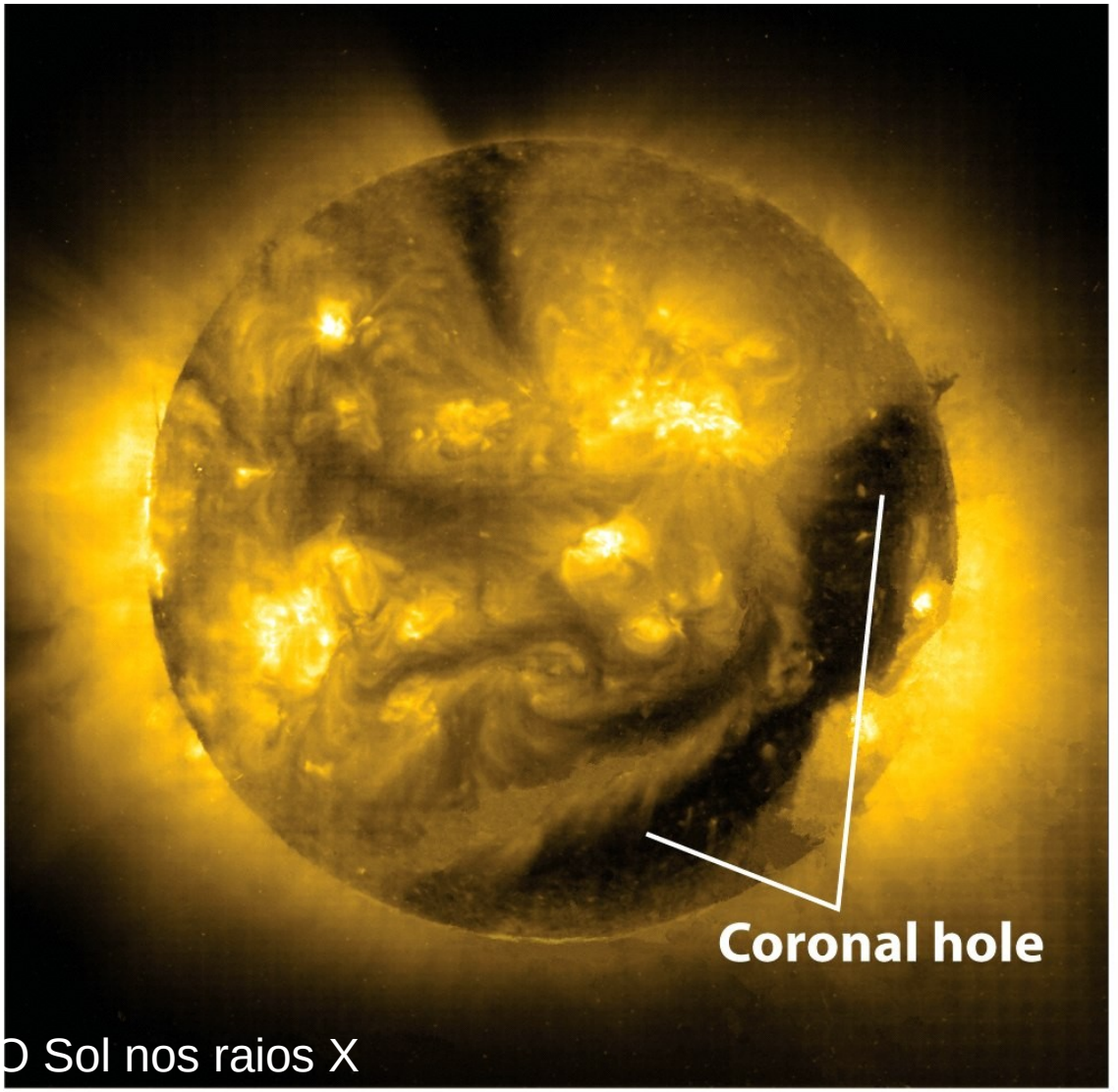
Figure 16-13
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

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 ...

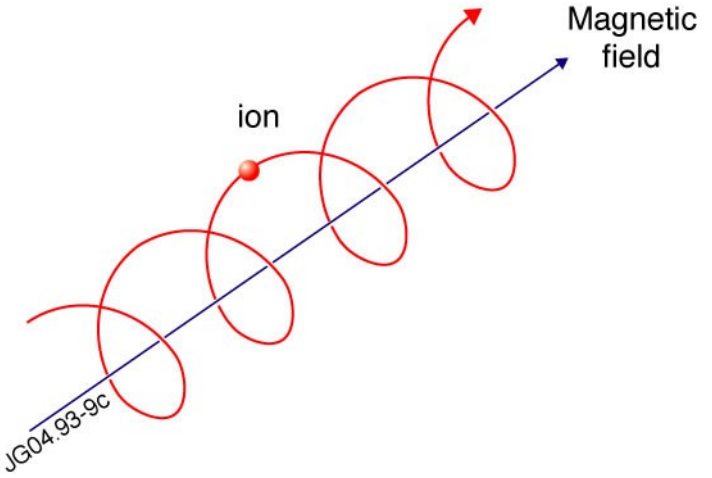


O Sol nos raios X

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).

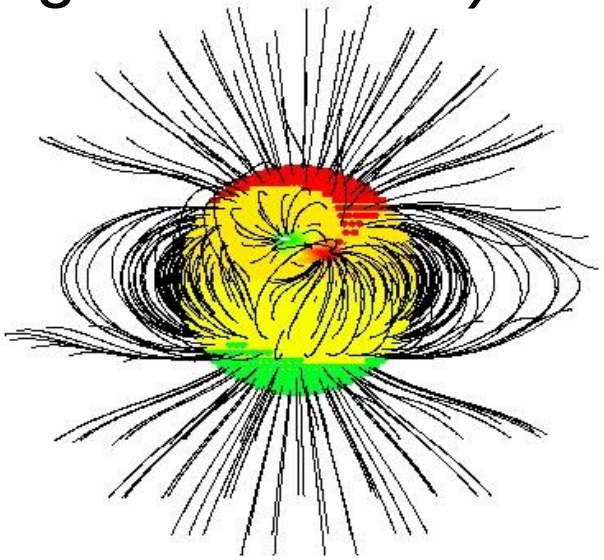


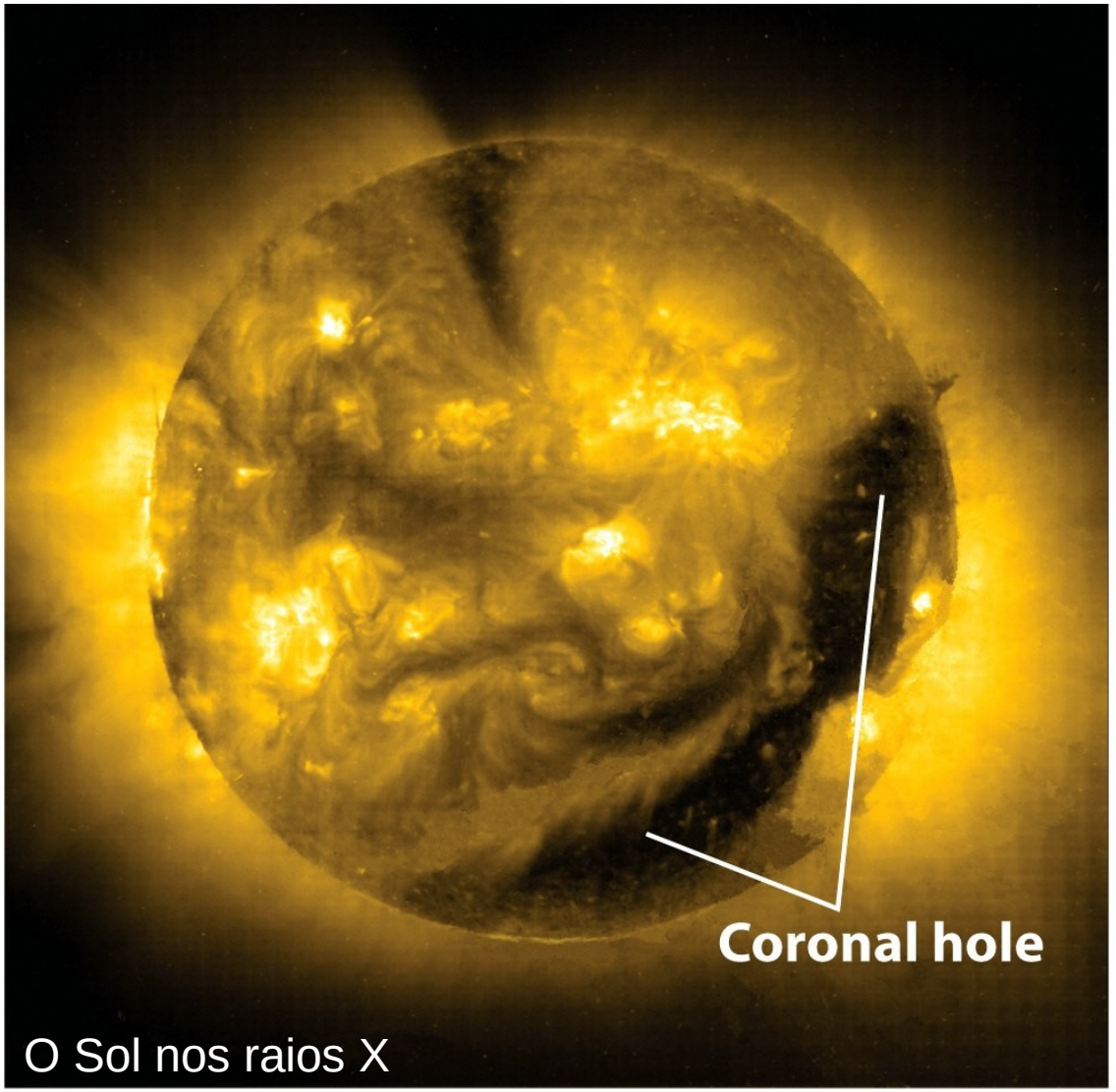
=> As regiões brilhantes
da coroa estão lá, onde tem linhas de campo magnético fechadas. As colisões entre estas partículas aprisionadas causam ventos solares lentos, ~300 km/s.

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

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

A Coroa

As partículas do vento solar são íons e elétrons.

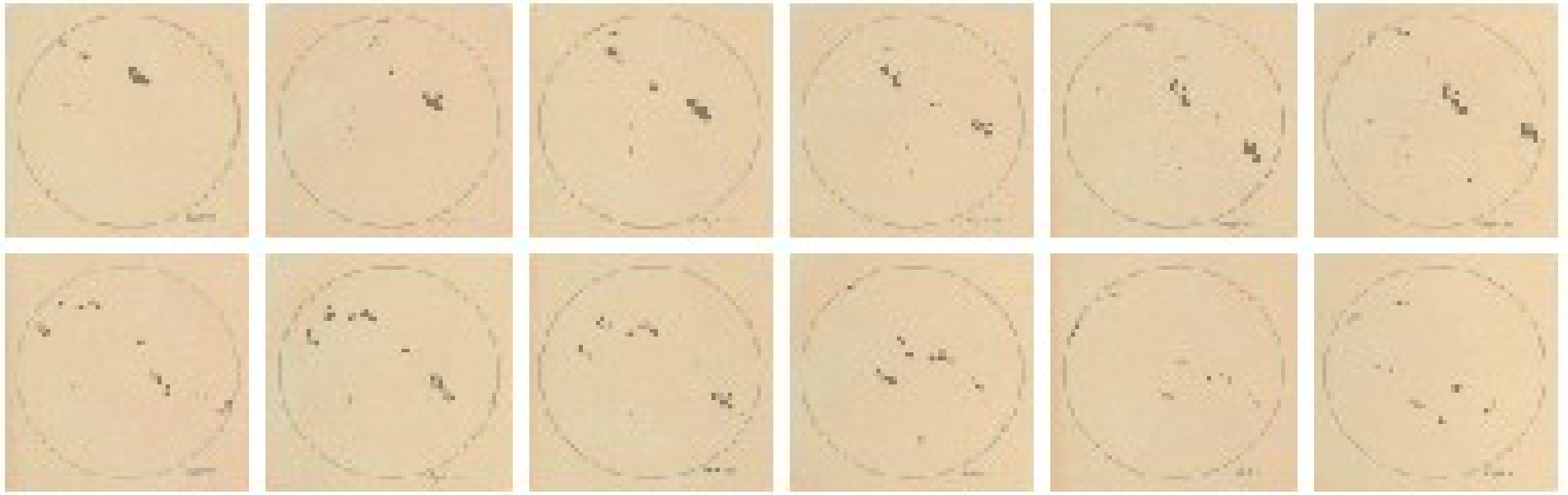
As energias cinéticas destas partículas correspondem a temperaturas de 40 000 K (íons), resp. 100 000 K (e^-).

A densidade média a 1 AU do Sol é de $7 \cdot 10^6$ íons/m^3.
A uma velocidade de 500 km/h, isto leva a uma taxa de perda de massa de $dM/dt = 4\pi r^2 \rho v = 3 \cdot 10^{-14}\ M_\odot$/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 $(5777\ \cancel{K}/3900\ \cancel{K})^4 = 4.8$ 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.

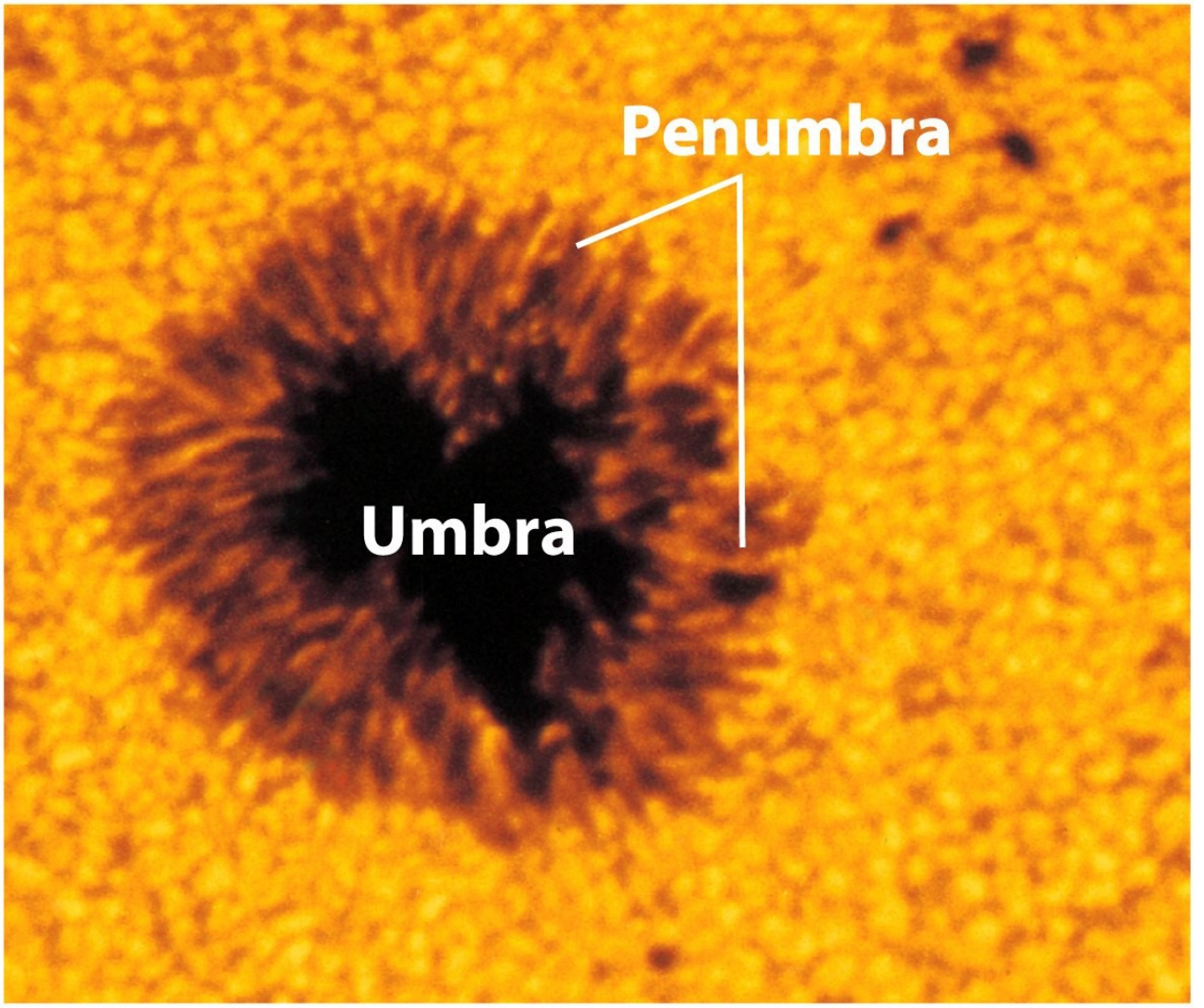


Figure 16-16a
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Manchas Solares

Medidas de linhas espectrais mostram que manchas solares são asociadas a campos magnéticos.
Estes inibem a convecção.

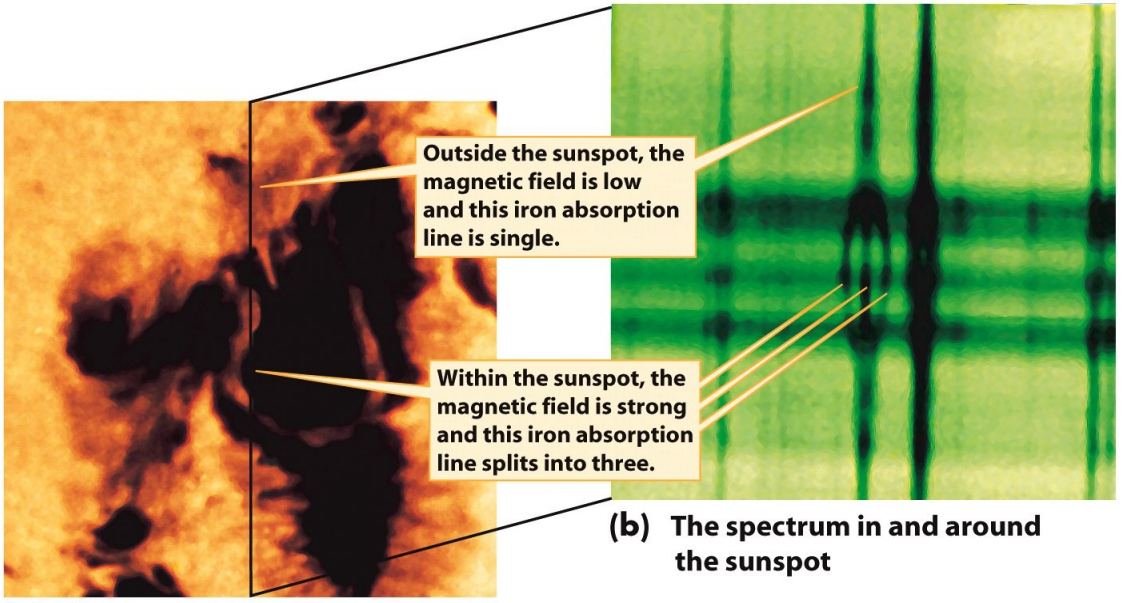
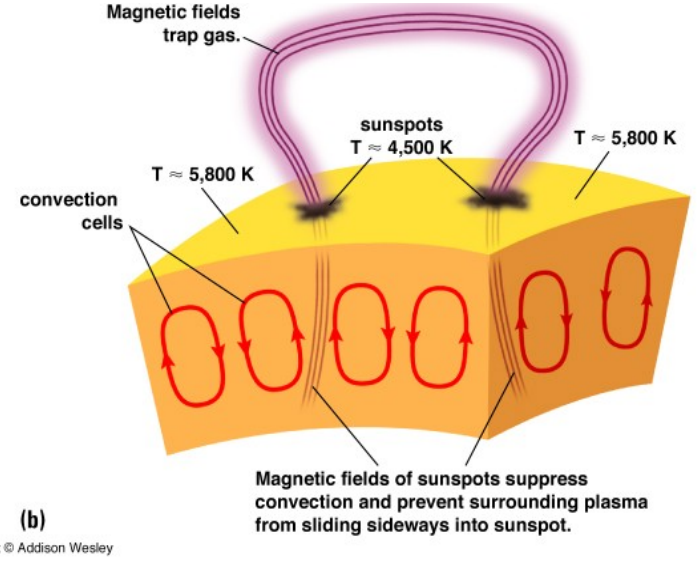


Figure 16-20
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

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

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



Copyright © Addison Wesley

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.

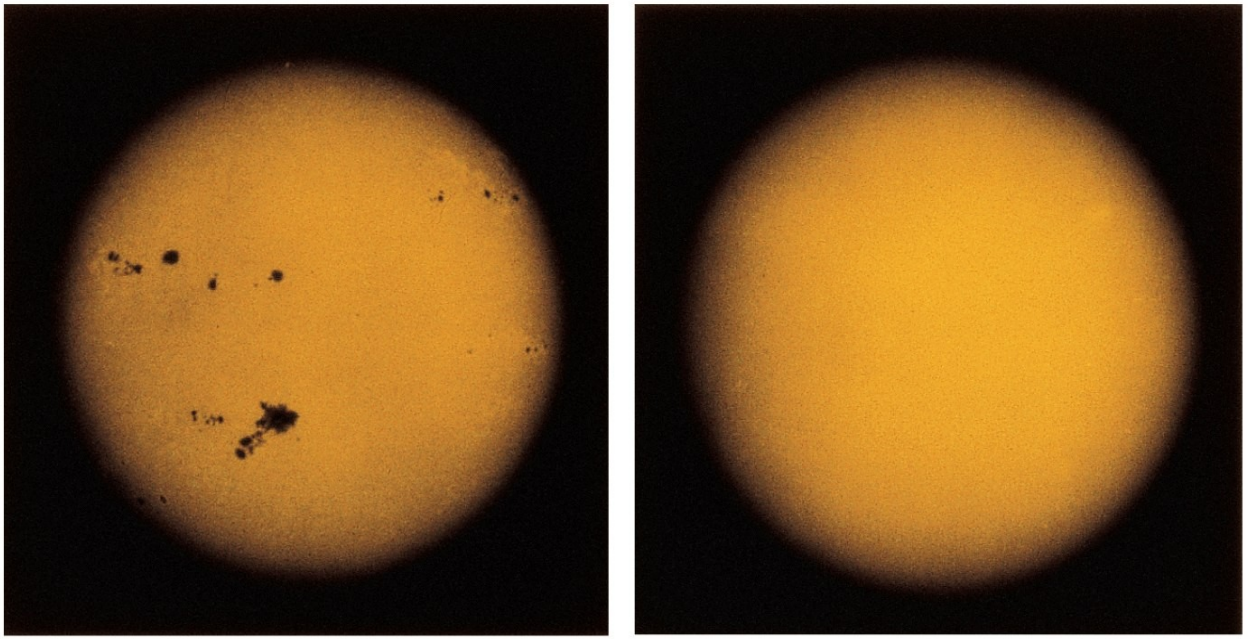


Figure 16-18bc
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

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

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

O Ciclo Solar

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

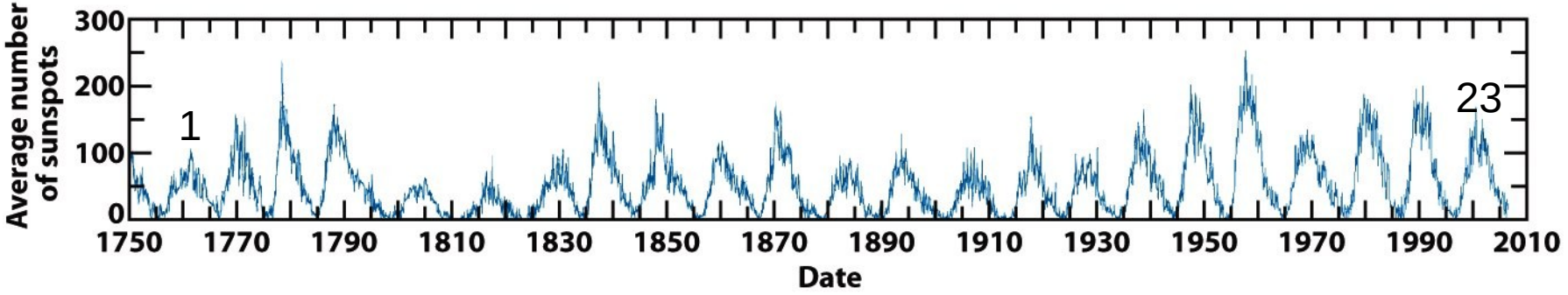


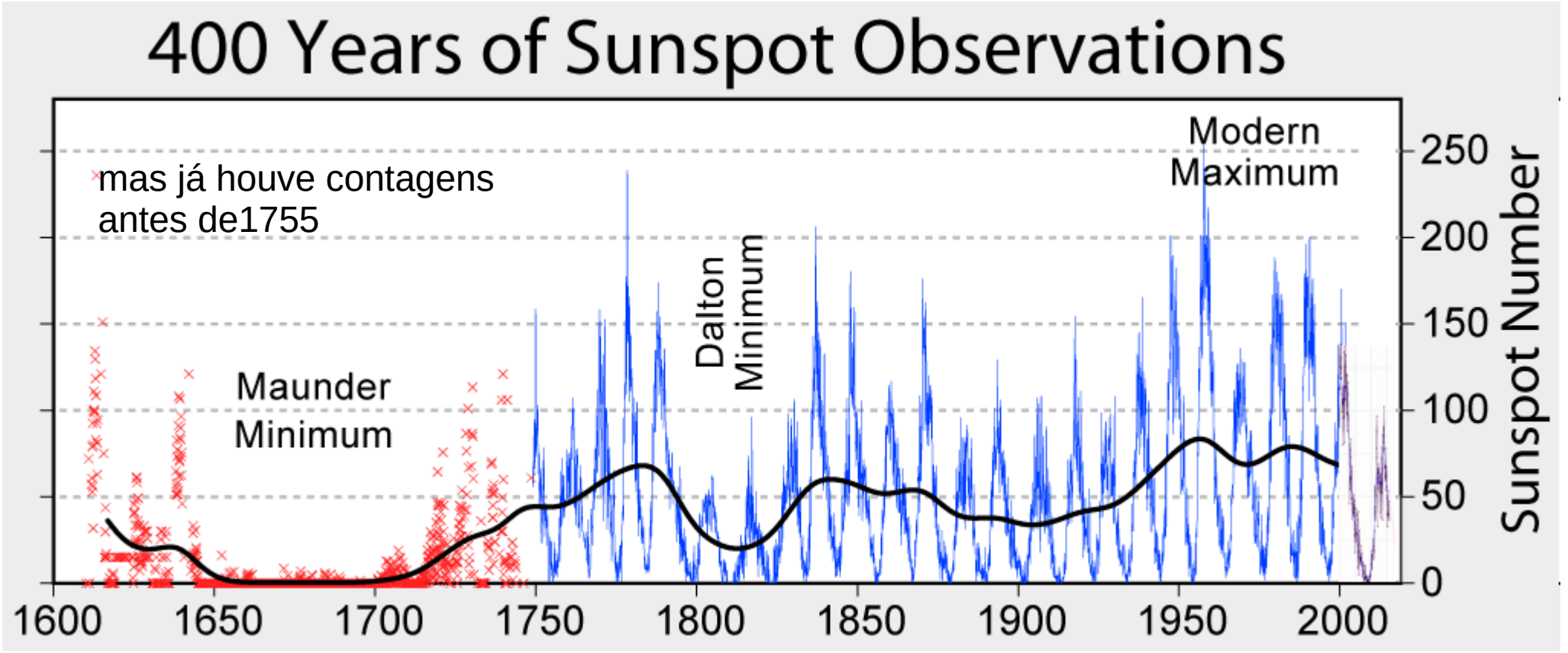
Figure 16-18a
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

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

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

O Ciclo Solar

e para os últimos 400 anos

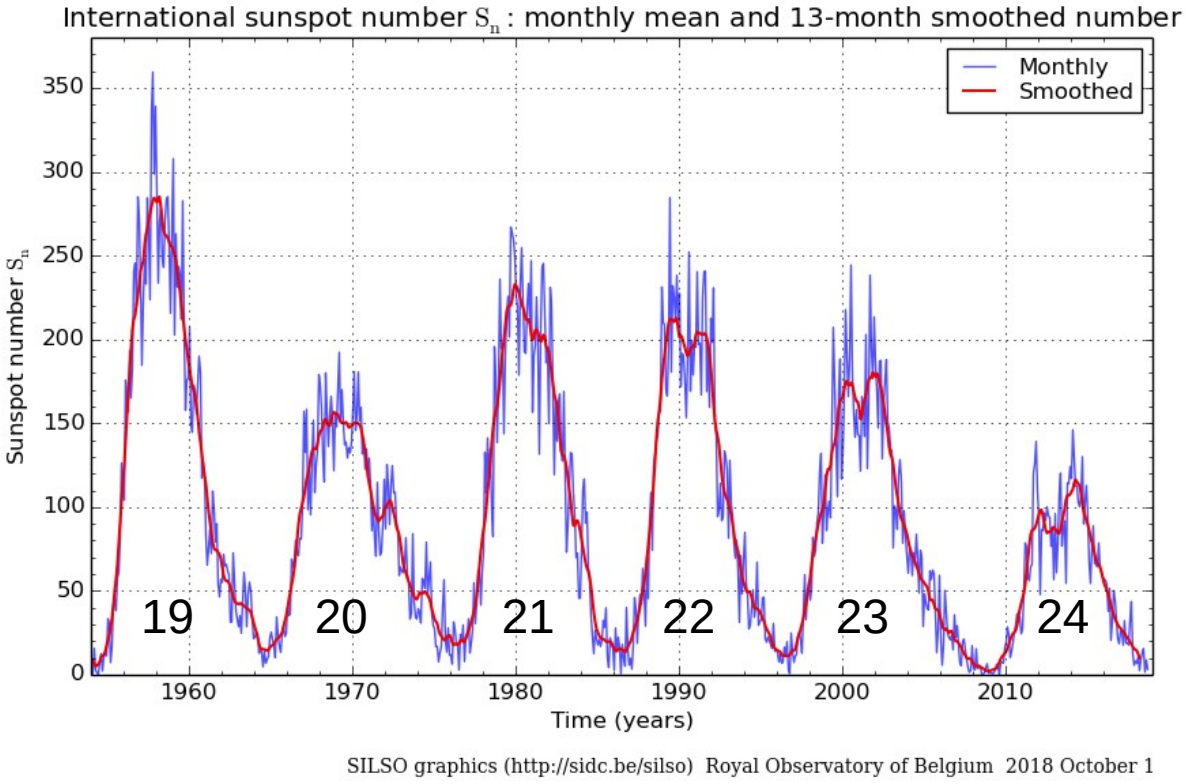


Períodos com ciclos fracos como os mínimos de Maunder e Dalton parecem coincidir com períodos de baixas temperaturas na Europa, mas não necessariamente no resto do mundo.

O Ciclo Solar

Um zoom nos anos mais recentes

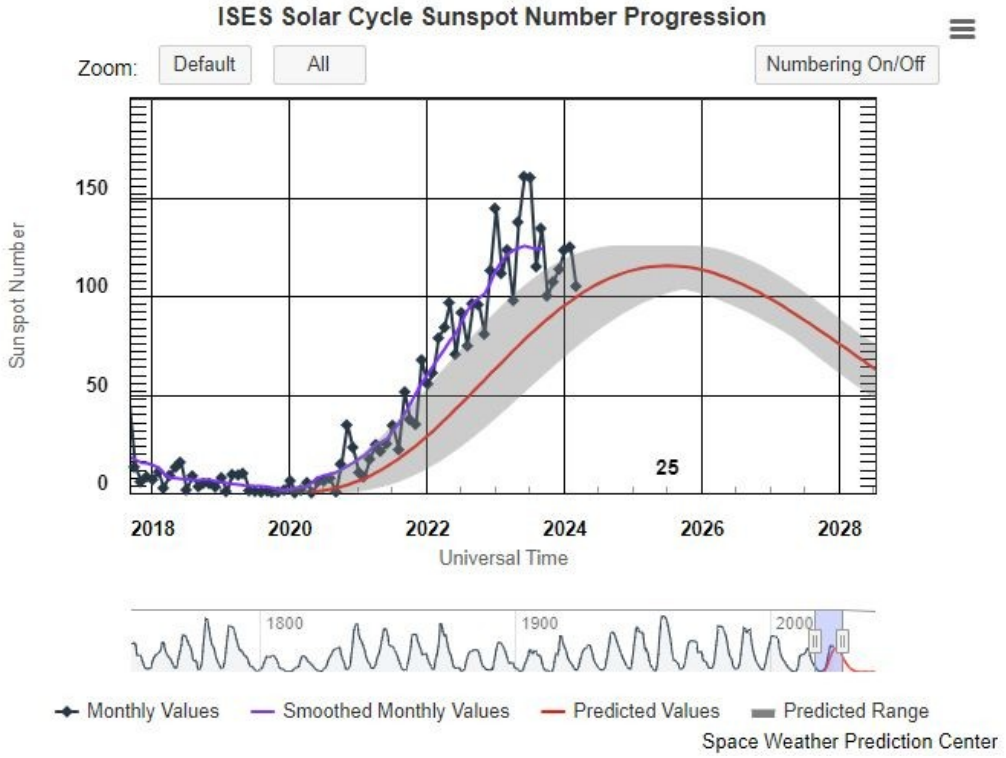
Atualmente estamos no ciclo 25.
O ciclo 24 terminou em dezembro de 2019 e foi o mais fraco desde 1923.



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 24º, mas estas não estão se confirmando.

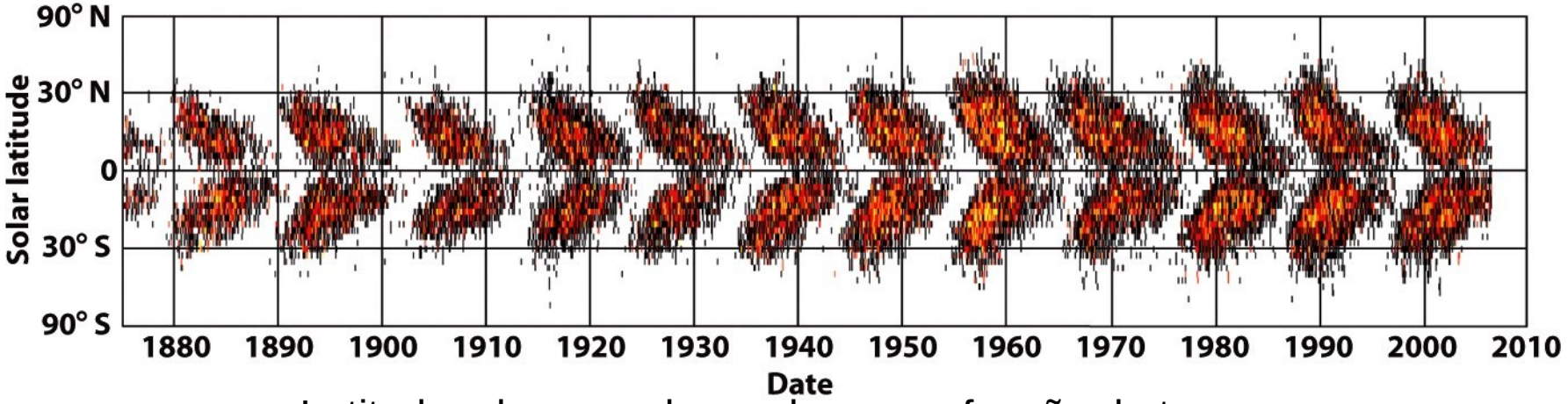


Modelos climáticos que buscam quantificar a influência da irradiância solar sobre a temperatura na Terra não conseguiram explicar o aquecimento rápido das últimas décadas.

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

O Ciclo Solar

As primeiras manchas de um ciclo aparecem em torno de latitude solar ±40°, mas durante o ciclo aparecem cada vez mais perto do equator solar, resultando em diagramas de borboleta.



Latitudes das manchas solares em função do tempo

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

O Ciclo Solar

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

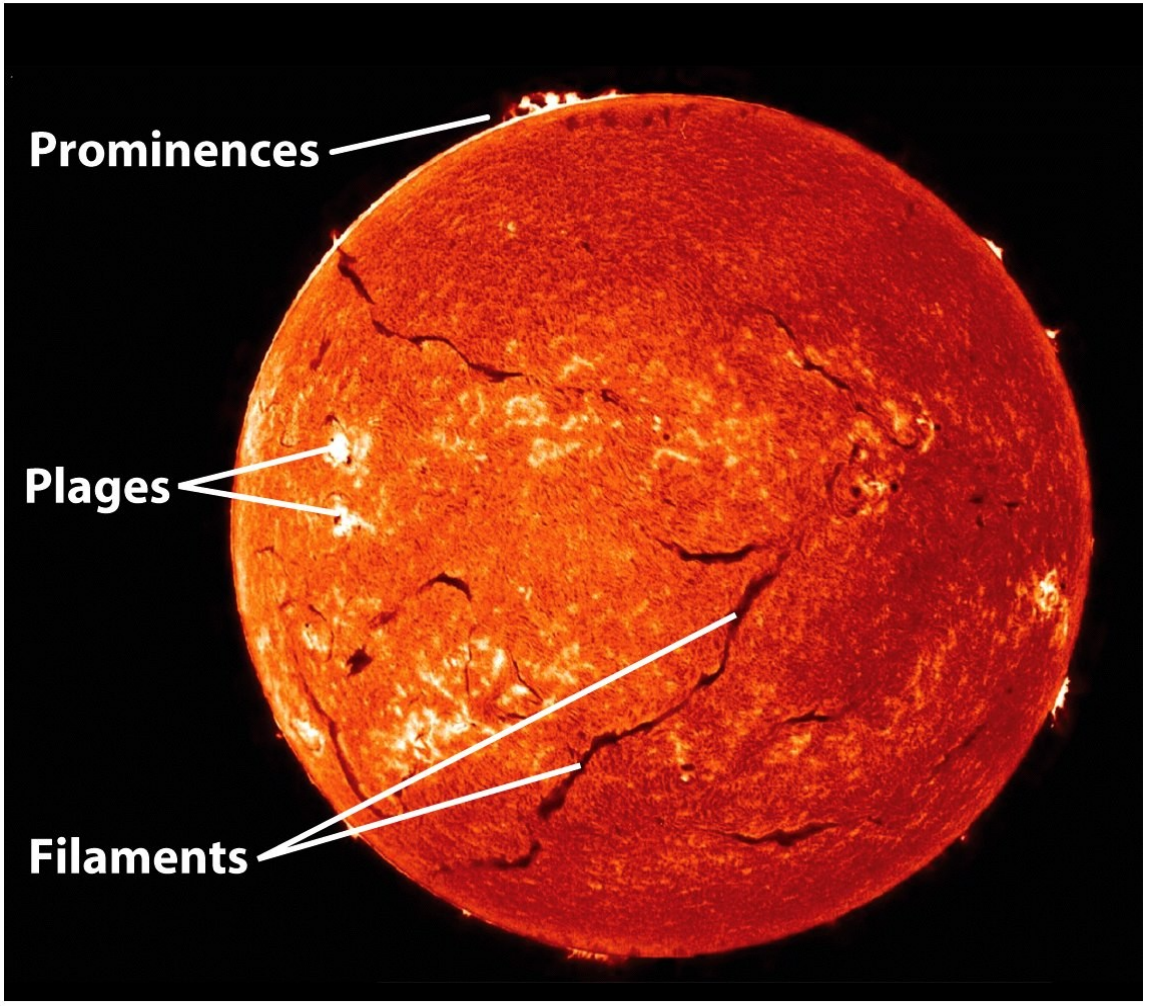
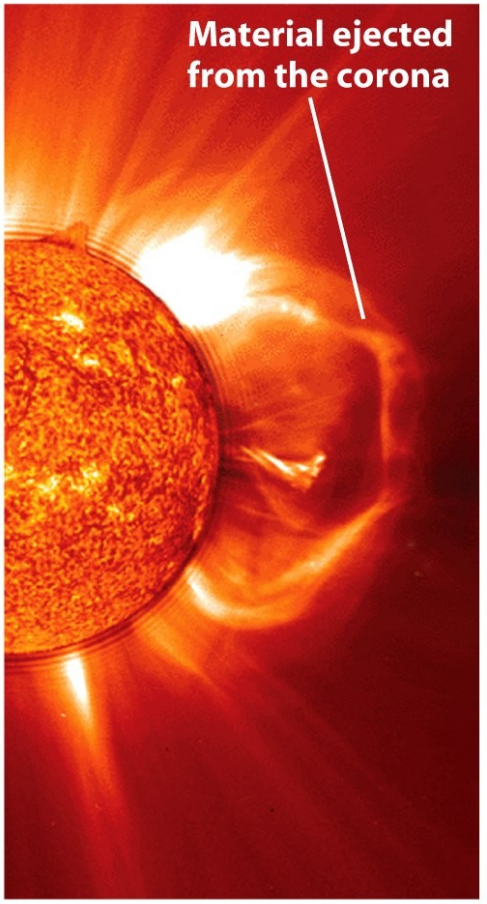


Figure 16-26
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

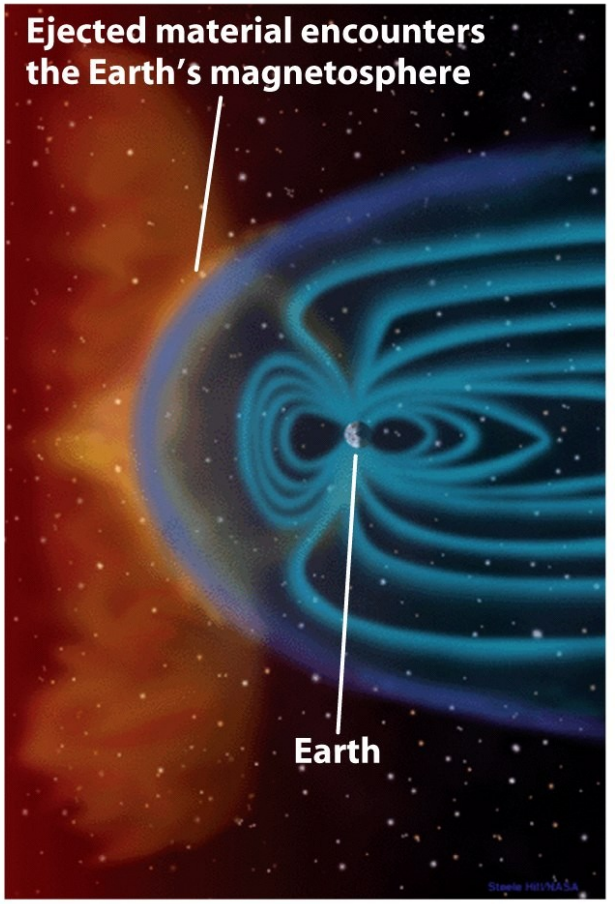
O Ciclo Solar

Outro fenômeno asociado 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 interromper comunicações ou causar perigo para astronautas quando chegam na Terra entre 0.5 e 4 horas depois.



(a) A coronal mass ejection



(b) Two to four days later

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

O Ciclo Solar

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

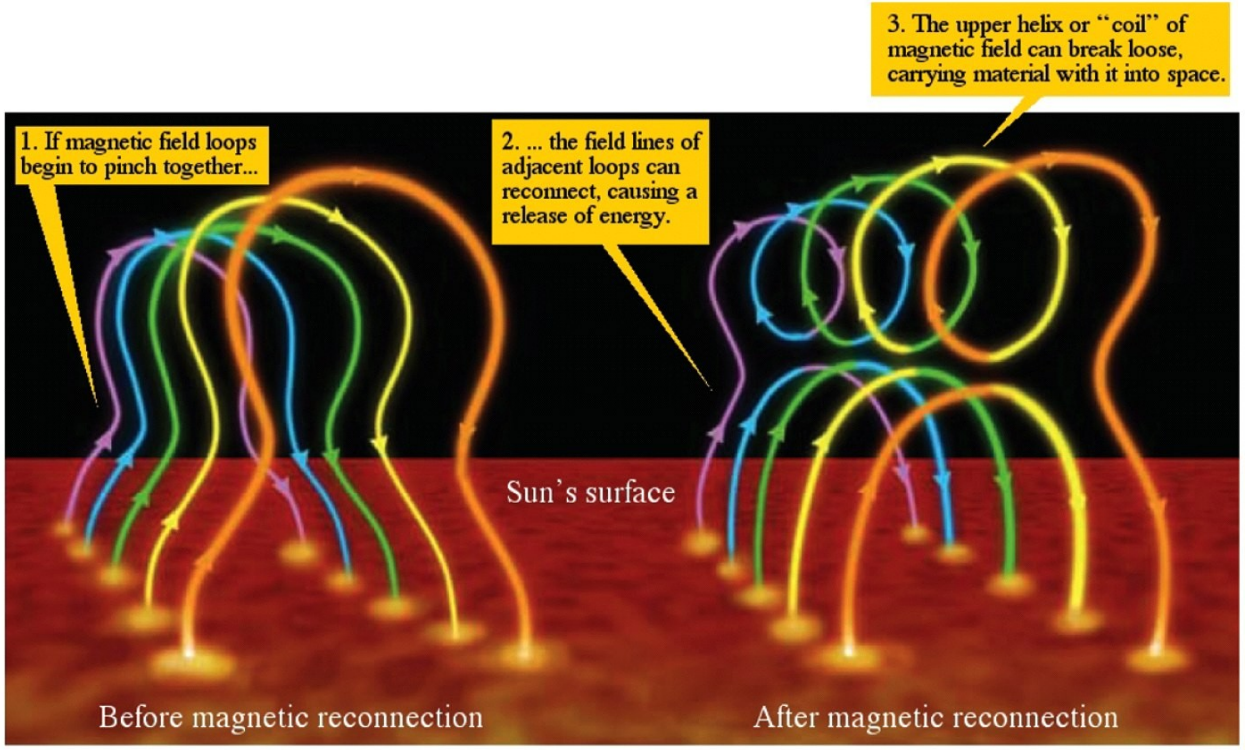


Figure 16-25b
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

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

Energia e Pressão Magnética

Fenômenos Eletromagnéticos:
Densidade de energia estocada num campo magnético B:

$u_m = B^2/2\mu_0$, onde μ_0 = permeabilidade do vácuo = $4\pi \cdot 10^{-7}$ N/A²

=> 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.

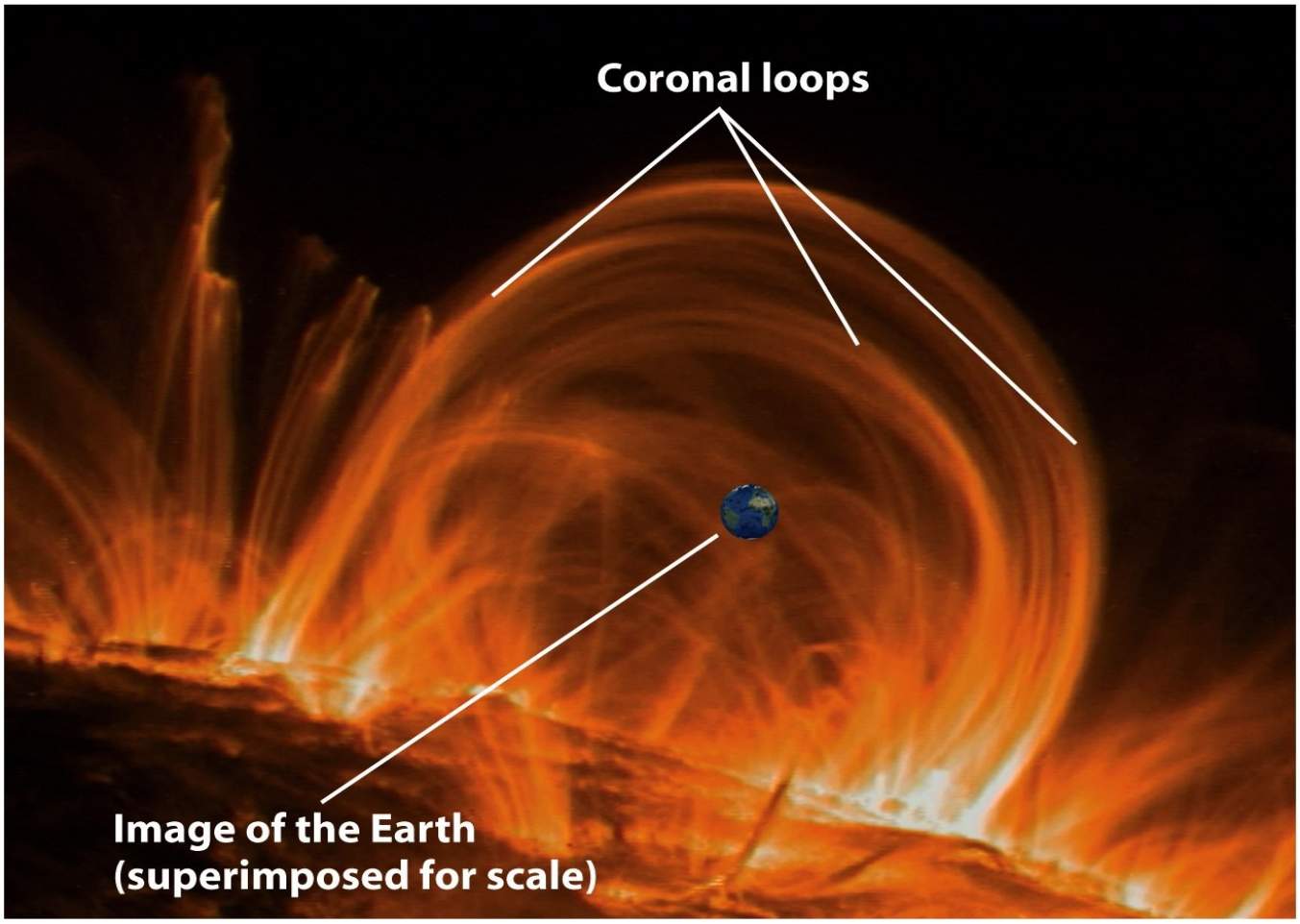
$\int u_m dV = \int dU_m = W = \int \mathbf{F} \cdot d\mathbf{s} = \int P_m A_{\perp F} ds_{\parallel F} = \int P_m dV$
=> $P_m = u_m = B^2/2\mu_0$
A pressão magnética é igual à densidade de energia magnética!

(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.

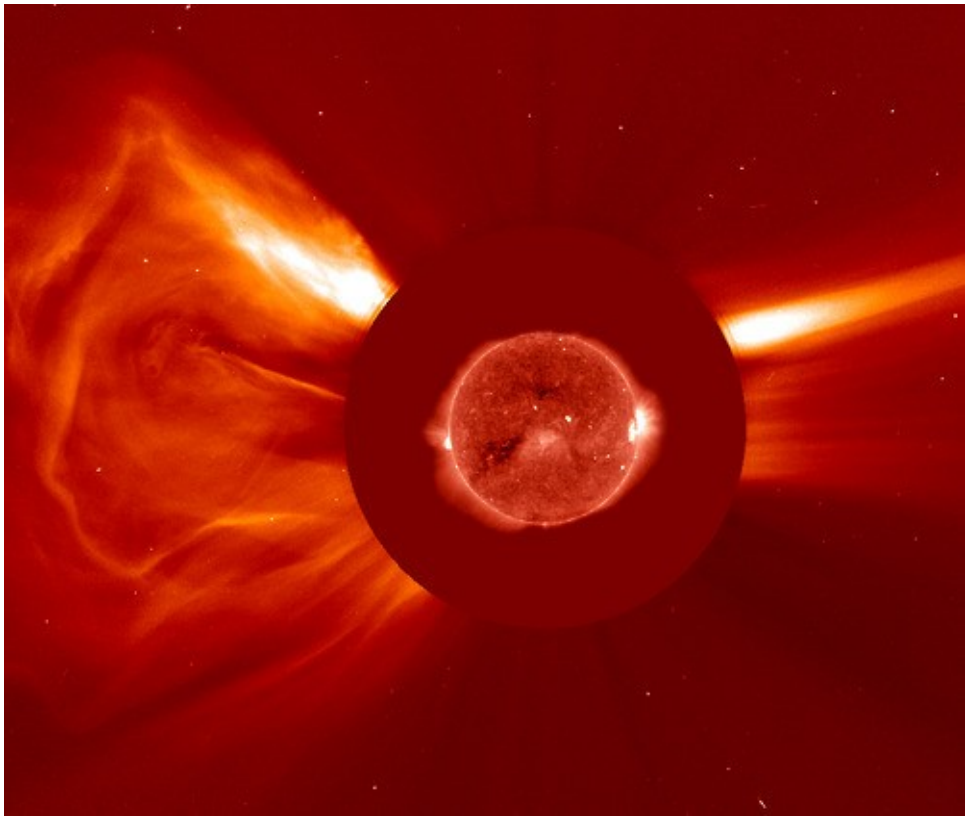
Elas são menos quentes, ~8000 K, e mais densas que o gás da coroa em volta.



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)

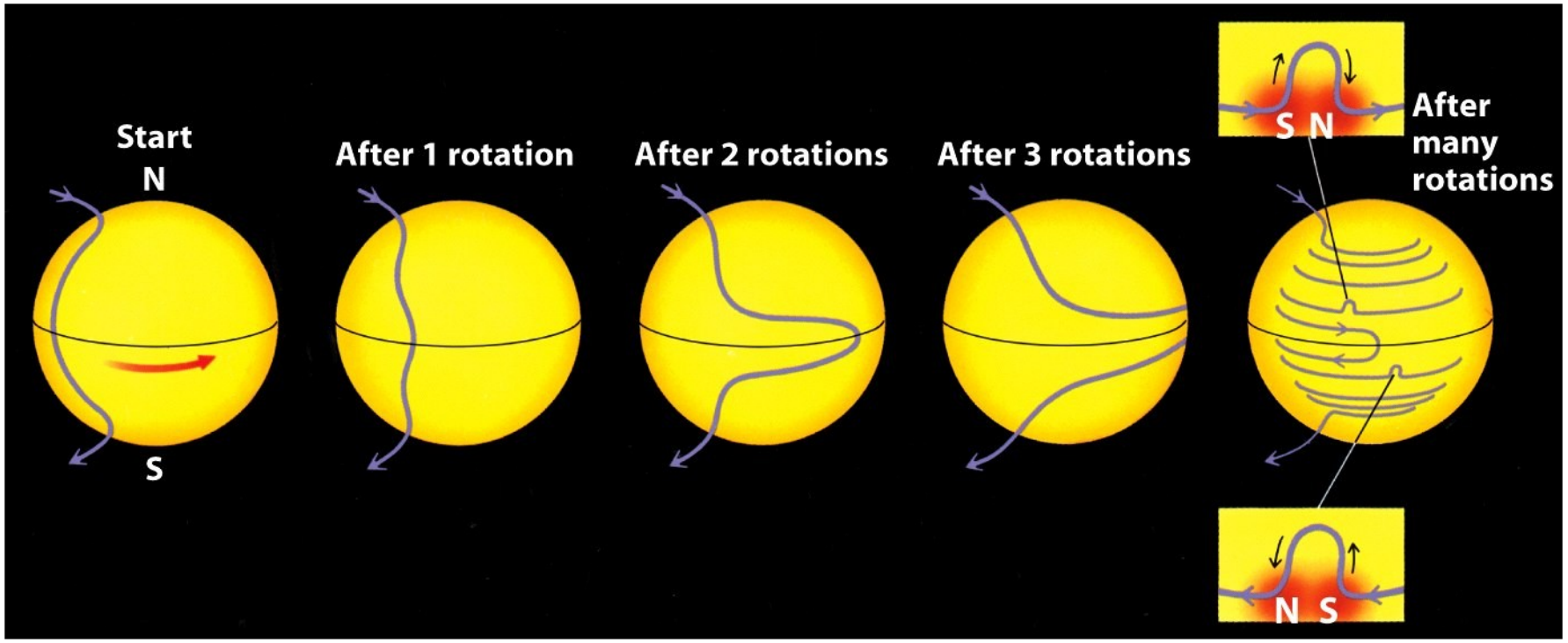
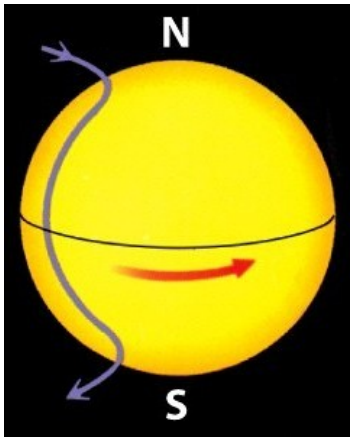


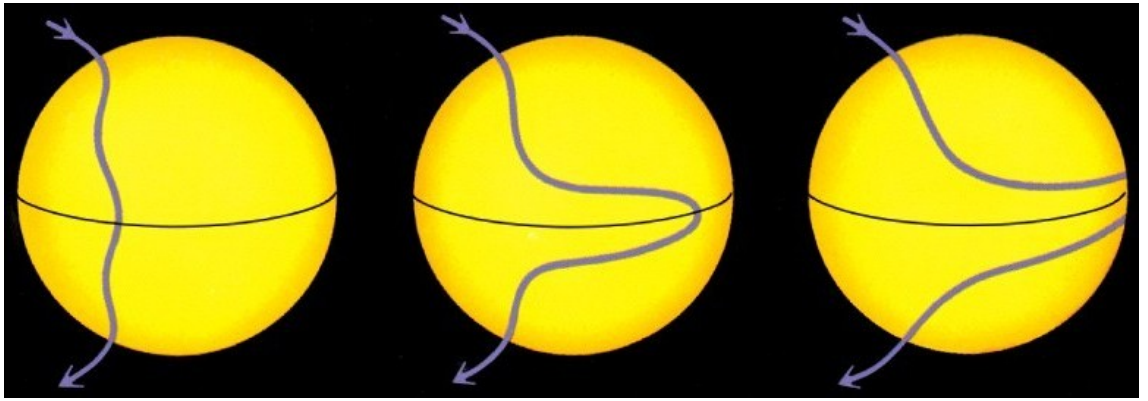
Figure 16-23
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

O Cíclo 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.

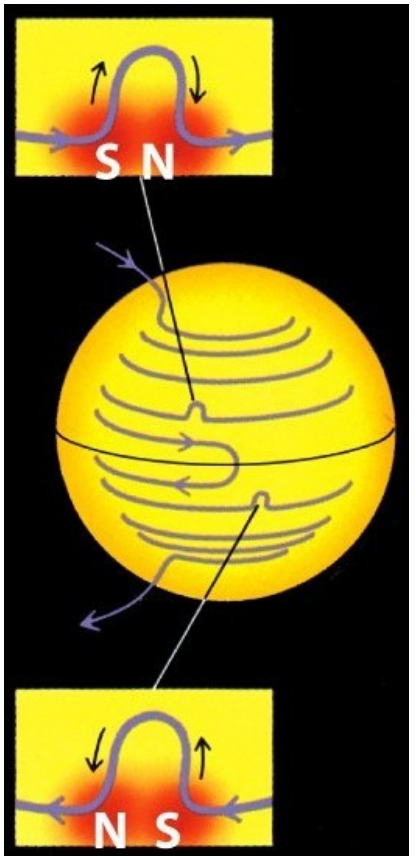
O Cíclo Solar

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 equator solar.



O Cíclo 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).

O Sol

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

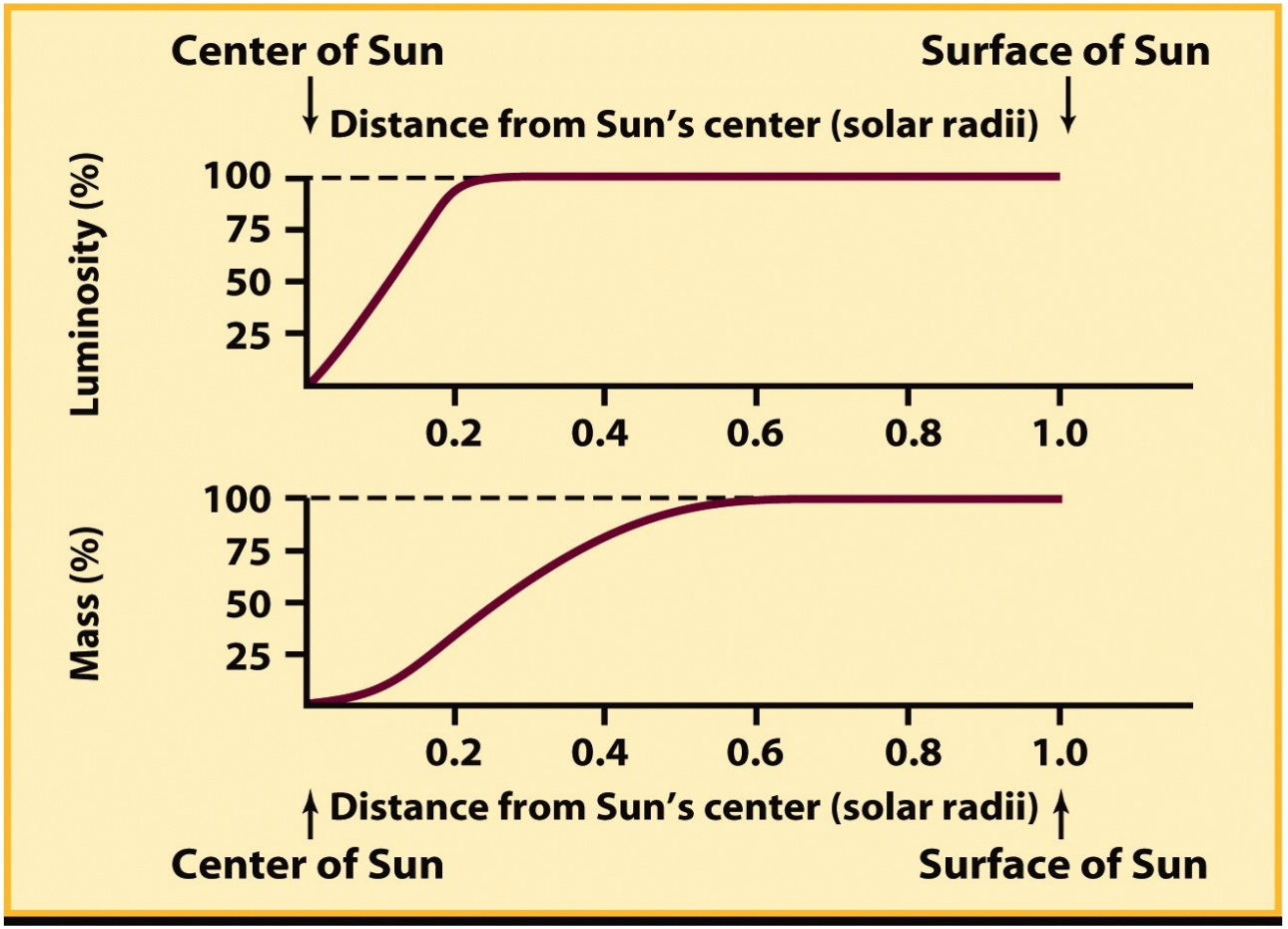


Figure 16-3 part 1
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

O Sol

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

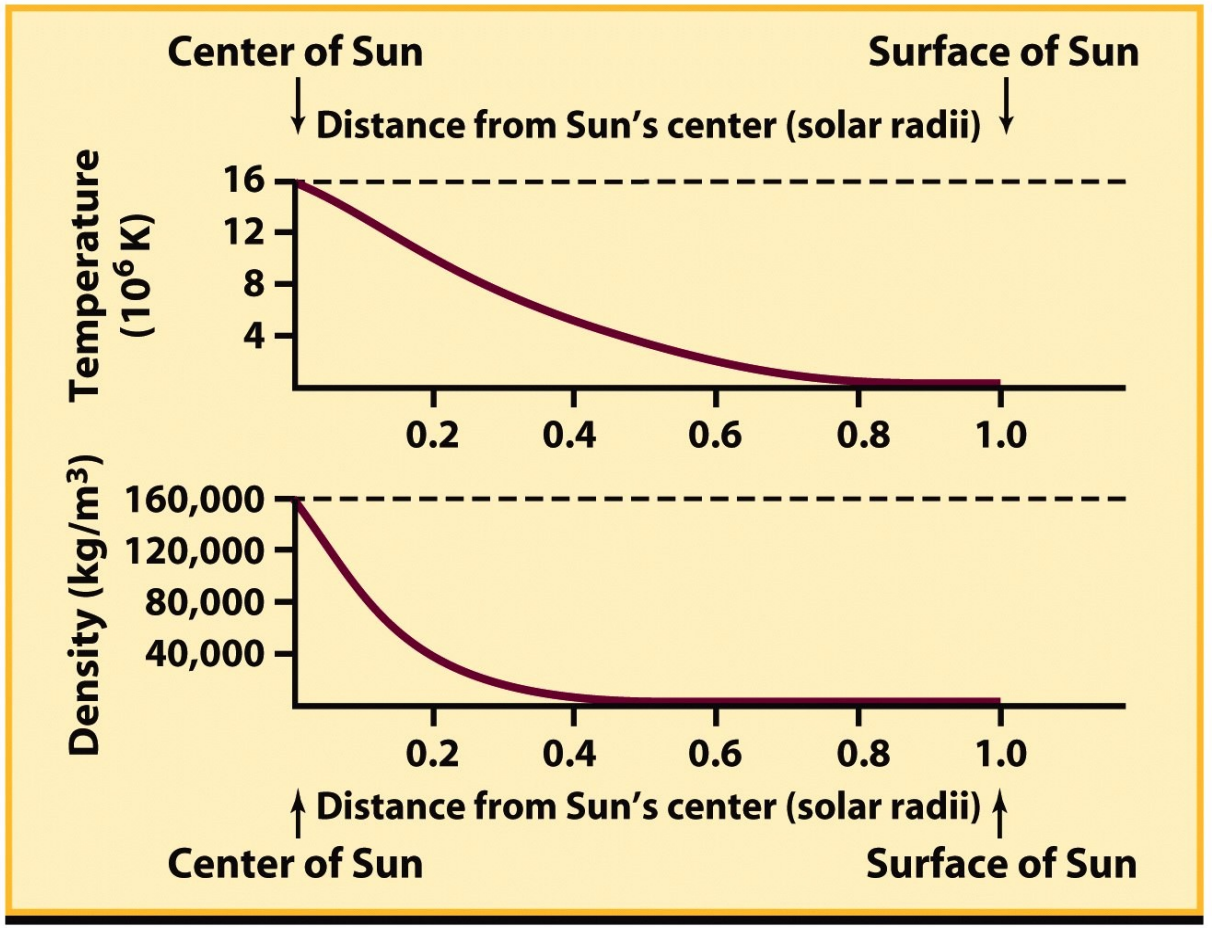
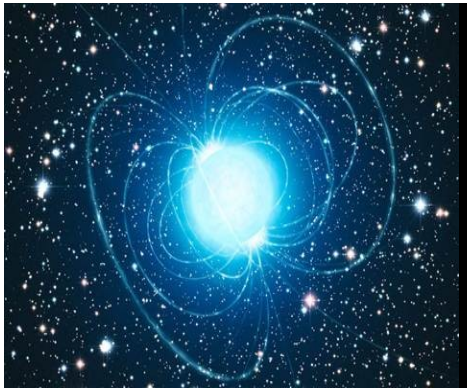
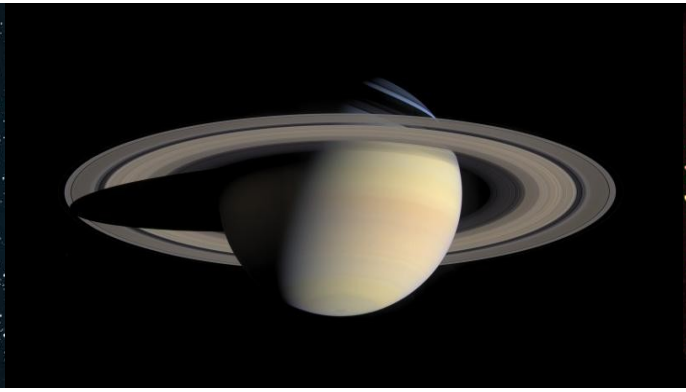
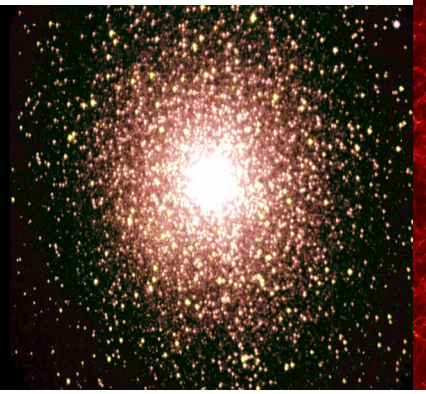
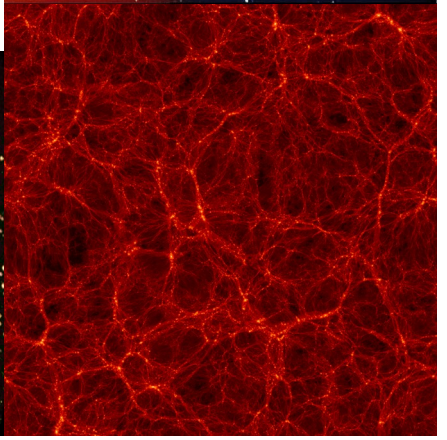


Figure 16-3 part 2
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Universidade Federal do ABC

Noções de Astronomia e Cosmologia

FIM PRA HOJE