

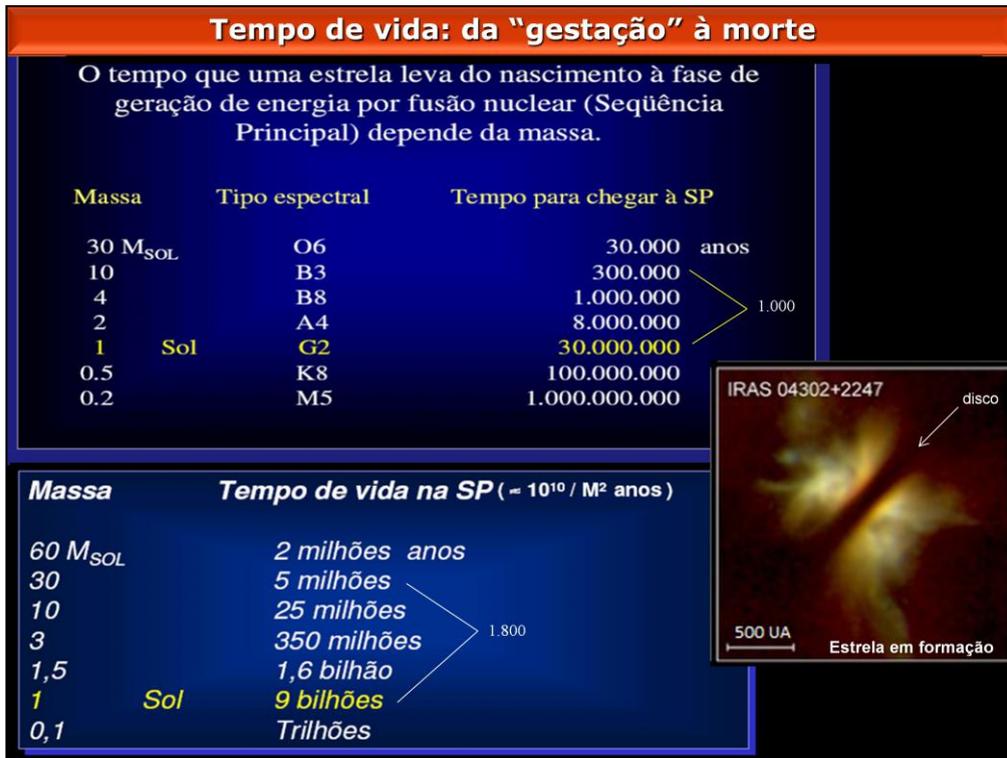
SOL
Uma estrela
da Via Láctea



Nascimento de estrelas



As estrelas formam-se do colapso gravitacional de nuvens densas e frias de matéria interestelar (gás e partículas sólidas). A massa da nuvem é muito maior que a soma das massas das estrelas formadas. A interação gravitacional das estrelas nascentes provoca a fuga delas do local onde foram formadas. Formam-se estrelas solitárias assim como pares, trios ou mesmo aglomerados de estrelas, nestes casos mantidos como tal pela atração gravitacional mútua. Cada estrela pode formar um sistema de corpos em seu torno, o seu sistema planetário. O Sistema Solar é um desses casos.



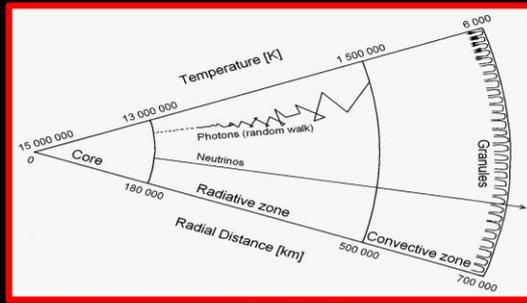
A tabela mostra a escala de tempo para a formação de uma estrela. Um objeto é considerado estrela quando tem capacidade de gerar energia por fusão nuclear, fundindo hidrogênio em hélio. Estrelas grandes formam-se muito rápido. Estrelas pequenas formam-se muito lentamente. A massa é o fator que pondera esse processo. Compare as escalas de tempo de formação das estrelas com a escala de tempo de formação do Sol.

Propriedades físicas

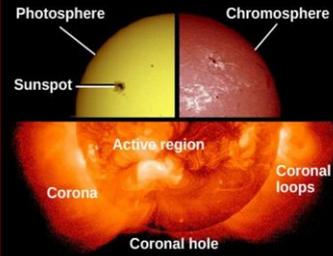
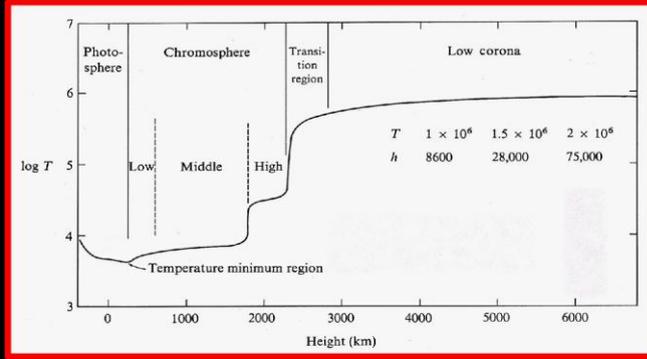
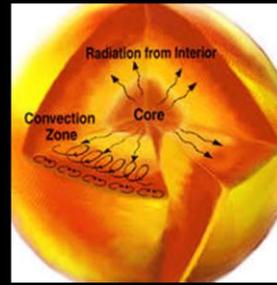
Diâmetro :	1.390.000 km (109,3 D_{terra})
Massa:	$1,99 \times 10^{27}$ t (333.000 M_{terra})
Composição:	H \approx 73,46%, He \approx 24,86% O \approx 0,77%, C \approx 0,29% Fe + Ne + N + Si + Mg + S \approx 0,59% Demais \approx 0,11%
Densidade:	núcleo = 160 g/cc média = 1,41 g/cc superfície = 1 bilionésimo g/cc
Período de rotação:	equador = 26,8 d pólos = 34,4 d

Enos Picazzio IAGUSP/2006

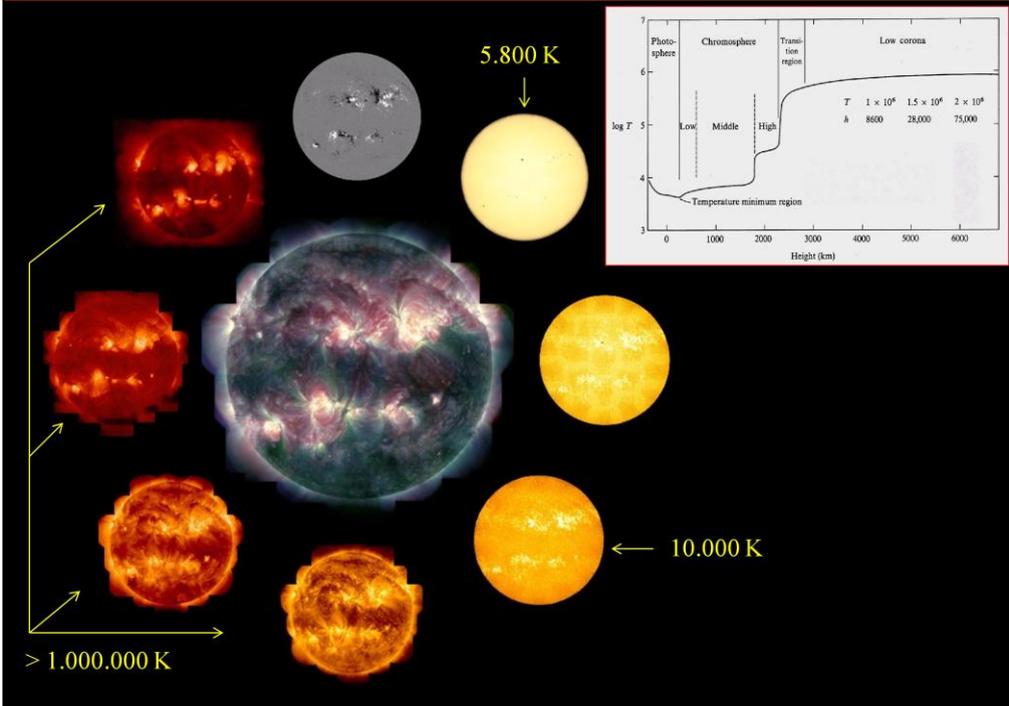
Perfil de temperatura

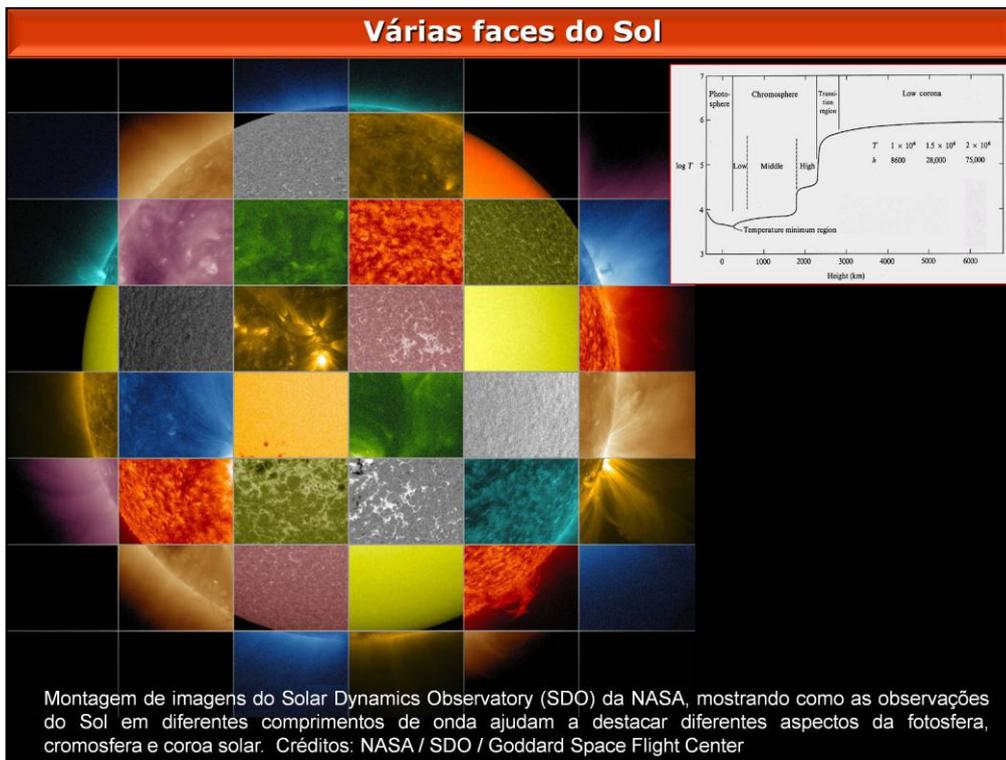


<http://inspirehep.net/record/1241975/files/SolarInterior.png>



Várias faces do Sol





Tirar uma foto do Sol com uma câmera padrão fornecerá uma imagem familiar: um disco amarelado e sem característica, talvez de cor um pouco mais avermelhada quando próximo do horizonte. O Sol emite luz em todas as cores, mas é na região da cor amarela que o Sol é mais brilhante.

Instrumentos especializados, em telescópios terrestres ou espaciais, no entanto, podem observar a luz muito além dos limites visíveis a olho nu. Diferentes comprimentos de onda transmitem informações sobre diferentes componentes da superfície e da atmosfera do sol; portanto, os cientistas os usam para pintar uma imagem completa de nossa estrela em constante mudança e variação.

A luz verde-amarela de 5500 Angstroms, por exemplo, geralmente emana de material de cerca de 10.000 graus F (5700 graus C), que representa a superfície do sol. A luz ultravioleta extrema de 94 Angstroms, por outro lado, vem de átomos que são cerca de 11 milhões de graus F (6.300.000 graus C) e é um bom comprimento de onda para observar erupções solares, que podem atingir temperaturas tão altas. Examinando imagens do sol em vários comprimentos de onda - como é feito através de telescópios como o Observatório de Dinâmica Solar da NASA (SDO), o Observatório de Relações Terrestres Solares da NASA (STEREO) e o Observatório Solar e Heliosférico da ESA / NASA - SOHO pode rastrear como as partículas e o calor se movem pela atmosfera do sol.

Vemos o espectro visível da luz simplesmente porque o sol é constituído por um gás quente - o calor produz luz da mesma forma que em uma lâmpada incandescente. Mas quando se trata de comprimentos de onda mais curtos, o sol envia luz ultravioleta extrema e raios-x porque é preenchido com muitos tipos de átomos, cada qual emitindo luz de um certo comprimento de onda quando atingem uma determinada temperatura. Não só o sol contém muitos átomos diferentes - hélio, hidrogênio, ferro, por exemplo - mas também tipos diferentes de cada átomo com cargas elétricas diferentes, conhecidos como íons. Cada íon pode emitir luz em comprimentos de onda específicos quando atinge uma temperatura específica. Os cientistas catalogaram quais átomos produzem quais comprimentos de onda desde o início do século XX, e as associações estão bem documentadas em listas que podem ocupar centenas de páginas.

Os telescópios solares usam essas informações de comprimento de onda de duas maneiras. Por um lado, certos instrumentos, conhecidos como espectrômetros, observam muitos comprimentos de onda da luz simultaneamente e podem medir quanto de cada comprimento de onda da luz está presente. Isso ajuda a criar uma compreensão composta de quais faixas de temperatura são exibidas no material ao redor do sol. Os espectrógrafos não se parecem com uma imagem típica, mas são gráficos que categorizam a quantidade de cada tipo de luz.

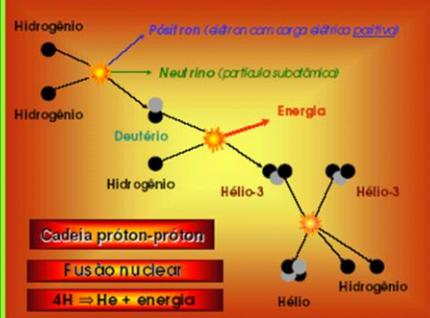
Fonte: Why NASA Scientists Observe the Sun in Different Wavelengths
https://www.nasa.gov/mission_pages/sunearth/news/light-wavelengths.html

Produção de energia

De onde vem a energia liberada na fusão?

$$1,67252 \times 10^{-24} \text{ g}$$

- 4 núcleos de H = $6,69008 \times 10^{-24} \text{ g}$
- 1 núcleo He = $6,64258 \times 10^{-24} \text{ g}$
- diferença = $0,0475 \times 10^{-24} \text{ g}$
= 0,7% do H



• Albert Einstein: matéria e energia são duas manifestações distintas de uma coisa única, ou seja, uma se converte na outra através da $E = mc^2 = 0,428 \text{ erg}$

• **Tempo de vida do Sol:**

- luminosidade: $4 \times 10^{33} \text{ erg/s}$

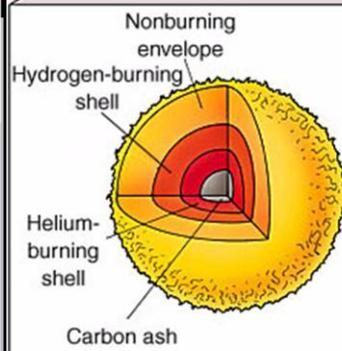
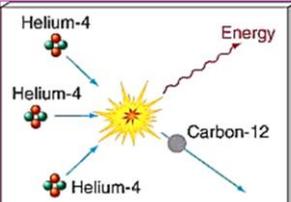
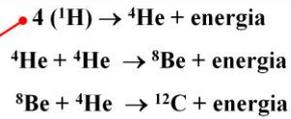
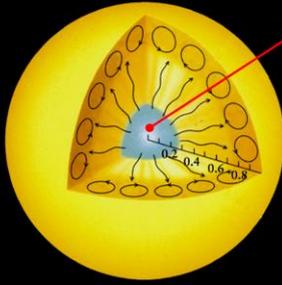
- massa Sol: $2 \times 10^{33} \text{ g}$, o que corresponde a $1,8 \times 10^{54} \text{ ergs}$

- se 0,7 % da massa do Sol é convertida em energia: $1,8 \times 10^{54} \times 0,007 = 1,52 \times 10^{52} \text{ ergs}$

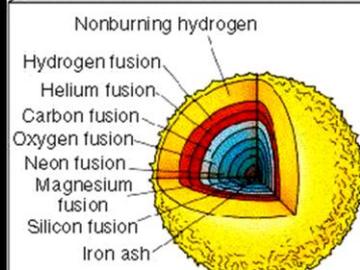
- tempo de vida do Sol: $1,52 \times 10^{52} \text{ ergs} / 4 \times 10^{33} \text{ s} = 3,5 \times 10^{18} \text{ s} \sim 10^{11} \text{ anos}$

$9,35 \times 10^{33} \text{ reações/s}$

Síntese dos elementos químicos e estrutura interna

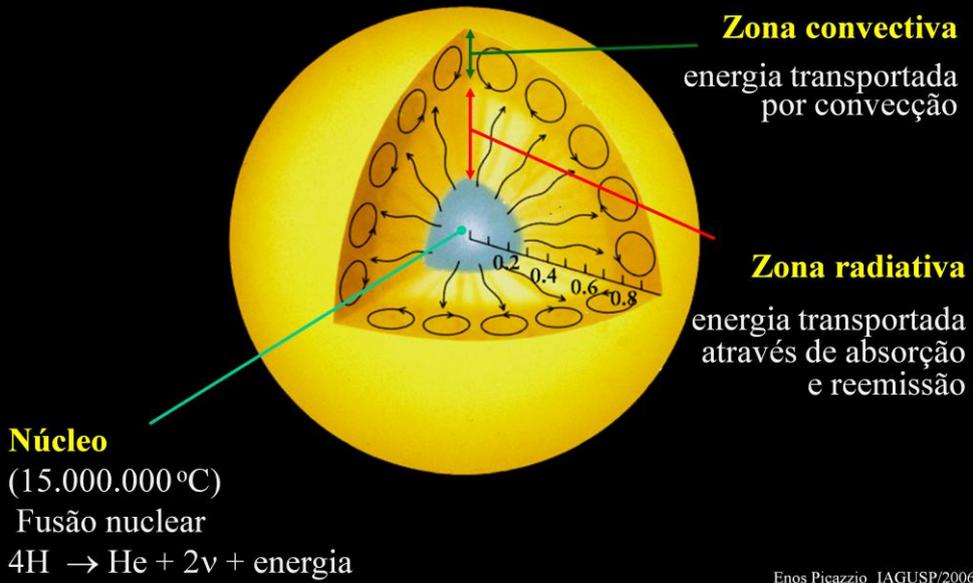


Fusão do hidrogênio	15 (milhões K)
Fusão do hélio	170
Fusão do carbono	700
Fusão do neônio	1.400
Fusão do oxigênio	1.900
Fusão do silício	3.300



Estrutura de estrelas maiores que o Sol

Estrutura interna



Estrutura interna

Interface

Fina camada que separa a calma zona radiativa da movimentada zona convectiva. Observações hélio-sismológicas sugerem que o campo magnético solar é gerado nessa região por um dínamo magnético.

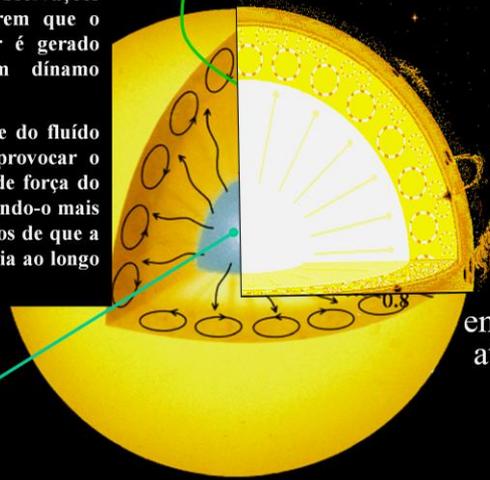
Mudanças de velocidade do fluido dessa camada podem provocar o estiramento das linhas de força do campo magnético tornando-o mais intenso. Há ainda indícios de que a composição química varia ao longo da camada.

Núcleo

(15.000.000 °C)

Fusão nuclear

$4\text{H} \rightarrow \text{He} + 2\nu + \text{energia}$



Zona convectiva

energia transportada por convecção

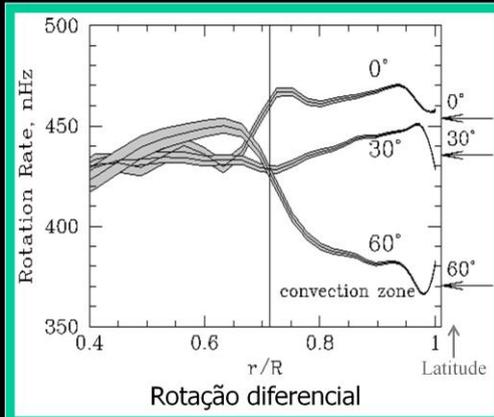
Zona radiativa

energia transportada através de absorção e reemissão

A luz pode demorar até 1,5 milhão de anos para chegar à superfície !

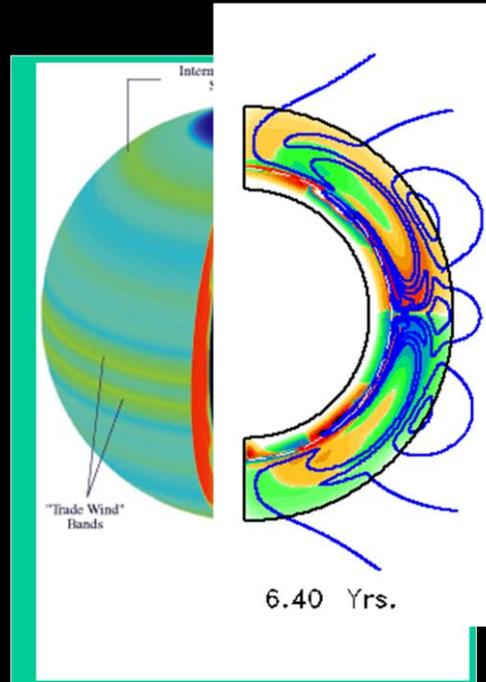
Enos Picazzio IAGUSP/2010

Estrutura interna: rotação diferencial



O Sol é um corpo gasoso. O período de rotação é mínimo no equador (~28 d) e máximo nos pólos (~35 d).

Abaixo da zona convectiva essa variação praticamente desaparece.



Fotosfera: a "superfície" do Sol

Palavra de origem grega que significa *esfera de luz*.



Espessura ~500 km

Temp ~5800 K

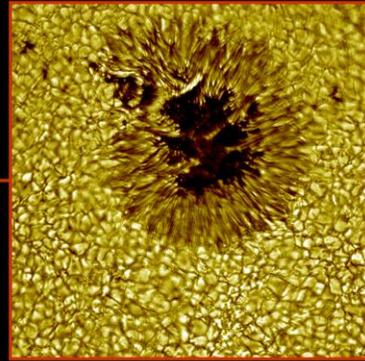
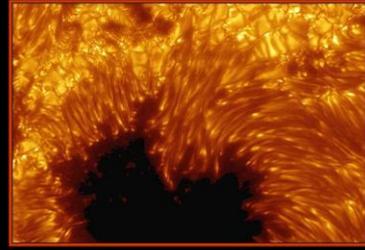
Muito rarefeita

Características principais:

Obscurecimento do limbo.

Na luz branca o brilho é máximo no centro do disco solar, caindo para cerca de 20% nos bordos. No centro do disco vemos as camadas mais profundas, por isso mais quentes. Nos bordos vemos as camadas mais superficiais mais frias, por isso menos brilhante.

Fotosfera: a "superfície" do Sol



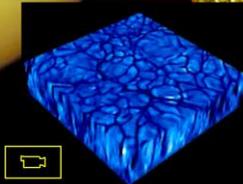
Características principais:

Manchas. regiões escuras que giram com o mesmo período da rotação solar, associadas a fortes campos magnéticos.

Fotosfera: a "superfície" do Sol



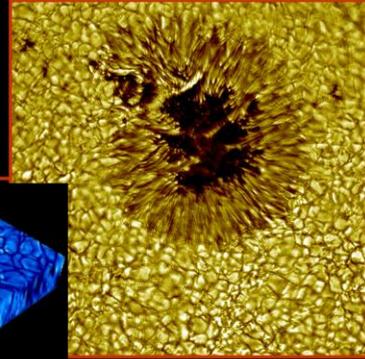
Grânulos
tamanho: ~700 km,
vida: 10-20 minutos
veloc. de convecção: ~7 km/s



Características principais:

Textura granulada.

Cada granulação representa uma célula convectiva. O centro é mais brilhante porque é o topo da coluna ascendente de gás aquecido. Os bordos são escuros porque é por aí que o gás frio imerge novamente para as camadas mais profundas.

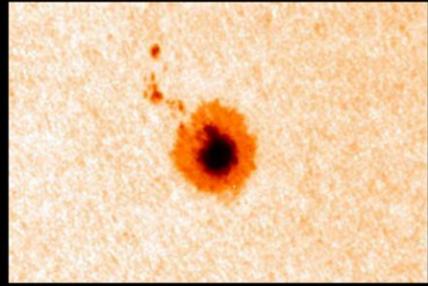


Fotosfera: a "superfície" do Sol



Mancha:

Formação
e
Evolução

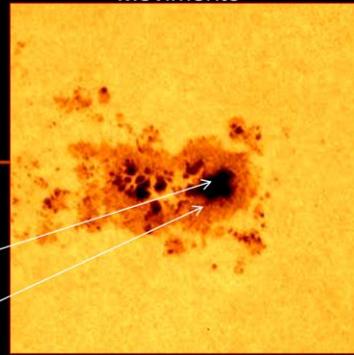


A mancha é mais fria que a fotosfera, por isso parece mais escura. Ela está associada a campos magnéticos intensos.



A mancha circunda o Sol com a velocidade de rotação solar típica da latitude em que se encontra.

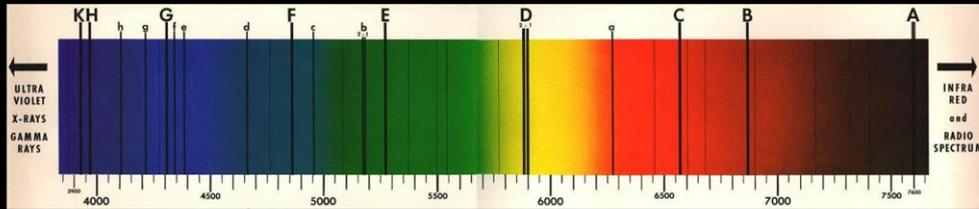
Movimento



Umbra
Penumbra

Fotosfera: a "superfície" do Sol

Linhas de Fraunhofer: figuras típicas da fotosfera



- William Hyde Wollaston (1802) descobriu as linhas de absorção no espectro solar.
- Josef Fraunhofer (1817) as redescobriu, catalogou-as e notou que existiam menos linhas em algumas estrelas e mais em outras.
- David Brewster (1836) notou que as linhas alteravam com a elevação do Sol. Elas surgem em decorrência da absorção de radiação por elementos químicos da fotosfera.

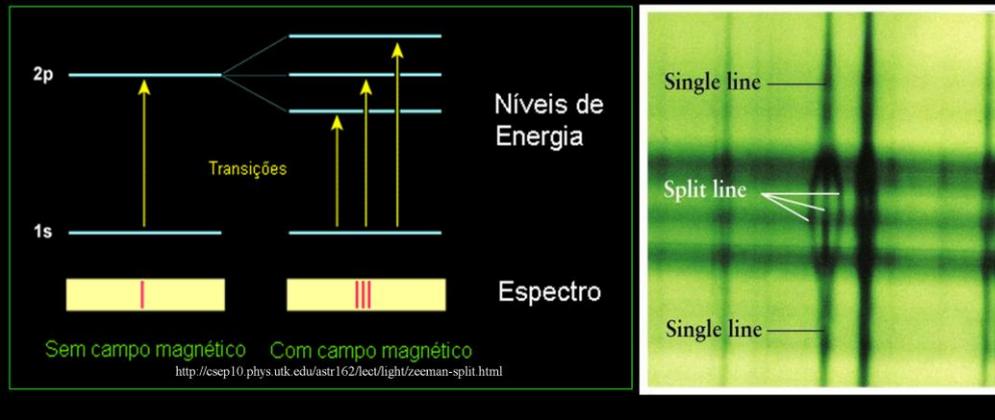
Fotosfera: a "superfície" do Sol

Desdobramento de linhas espectrais

Na presença de campos magnéticos os níveis atômicos se desdobram em outros níveis,

Este desdobramento é conhecido por **Efeito Zeeman**.

A quantidade de linhas desdobradas, assim como as distâncias entre elas, depende da intensidade do campo magnético presente



Os níveis de energia atômicos, e os correspondentes comprimentos de onda, são calculados sem a presença de campo magnético. Quando presente, o campo magnético desdobra os níveis atômicos em outros níveis, aumentando o número de linhas espectrais. Este desdobramento é conhecido por **Efeito Zeeman**. Na presença de campo elétrico há fenômeno semelhante (**Efeito Stark**).

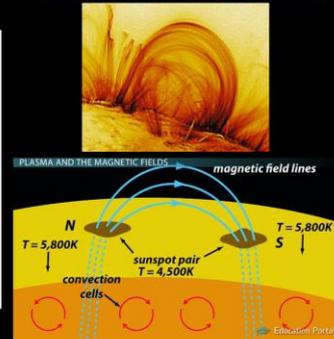
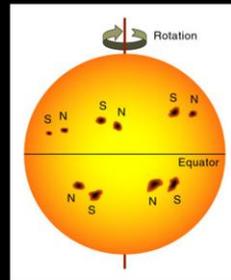
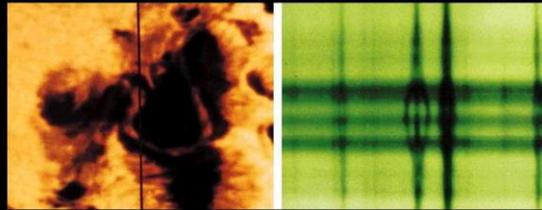
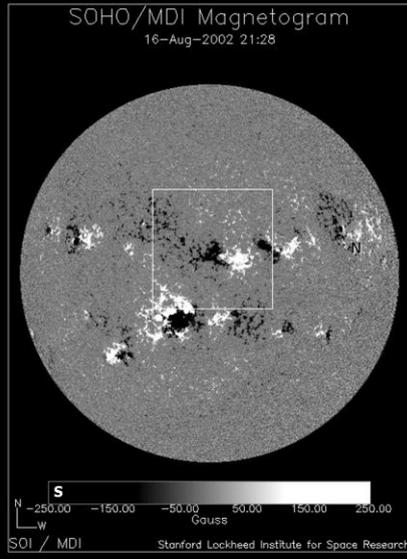
O desdobramento está associado ao número quântico do momento angular orbital L . Esse número quântico tem valores inteiros positivos. **O número de níveis é $2L + 1$** . Padrão e a quantidade de linhas desdobradas dependem da intensidade do campo magnético presente.

Fotosfera: a "superfície" do Sol

Polaridade magnética das manchas.

A ordem é invertida nos hemisférios.

EFEITO ZEEMAN

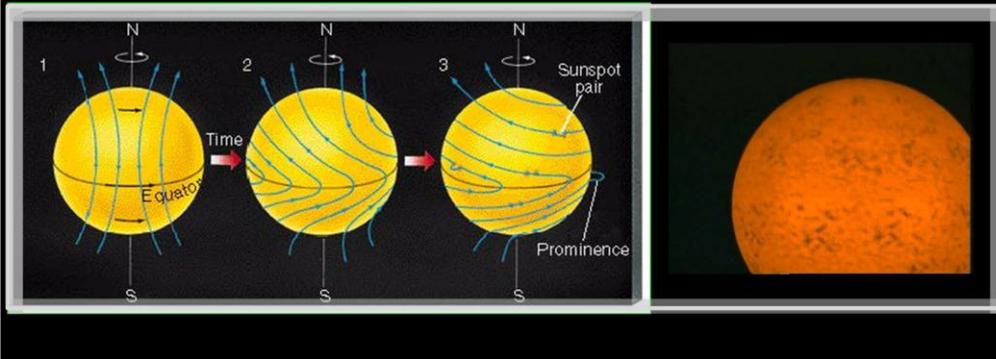


O campo magnético altera os níveis de energia atômicos, dividindo as linhas espectrais. A separação entre as componentes é proporcional à intensidade do campo. Isto permite verificar a presença de campo magnético, determinar sua intensidade e construir um magnetograma.

Campo magnético e a rotação solar

Como no equador a velocidade de rotação é maior que nos pólos, as linhas do campo magnético “se enrolam” com a rotação, e as direções tornam-se opostas nos hemisférios.

Por esta razão, os arcos magnéticos associados às manchas apresentam polaridades invertidas nos hemisférios.



Cromosfera: a baixa atmosfera

Em grego, significa “esfera colorida”.
É situada logo acima da fotosfera.

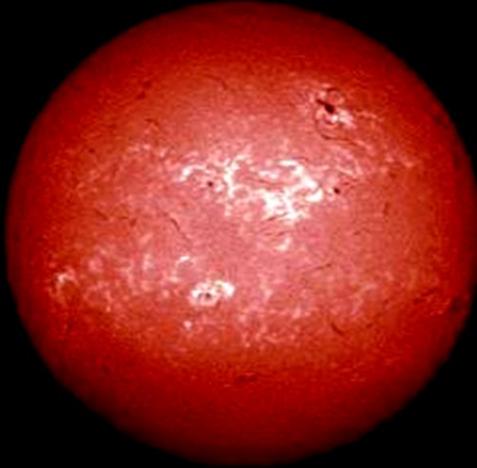


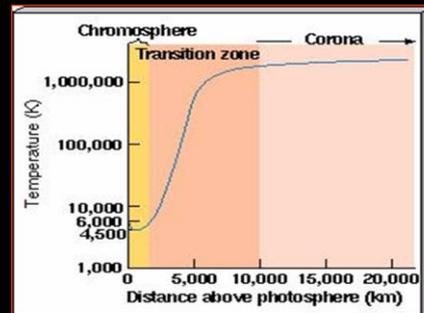
Imagem filtrada em 656,3 nm

Cor: provém da emissão do átomo de hidrogênio em H_{α} (1a. linha da série de Balmer, 656,3 nm). Observada também em UV nas linhas H (393,3 nm) e K (396,8 nm) do CaII.

Espessura: ~ 2.000 km;

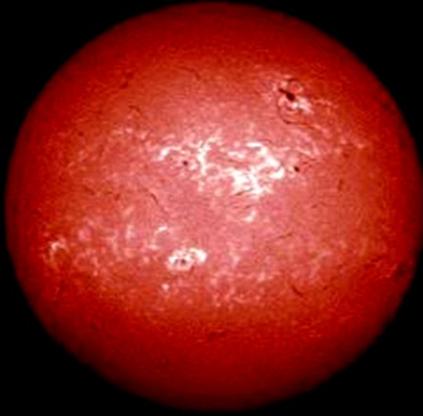
Temperatura: cresce com a altura até ~ 25.000 K

Aquecimento: provém da dissipação de energia de ondas de natureza magnética.

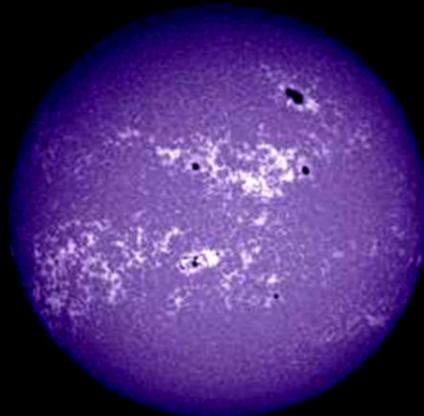


Cromosfera: a baixa atmosfera

Espessura: ~2000 km
Temperatura: 5.000 a 25.000K



luz emitida pelo íon H⁺
H_alfa (6563 Å)



luz emitida pelo Ca⁺
Linha K (3934 Å e 3968 Å)

Enos Picazzio IAGUSP/2006

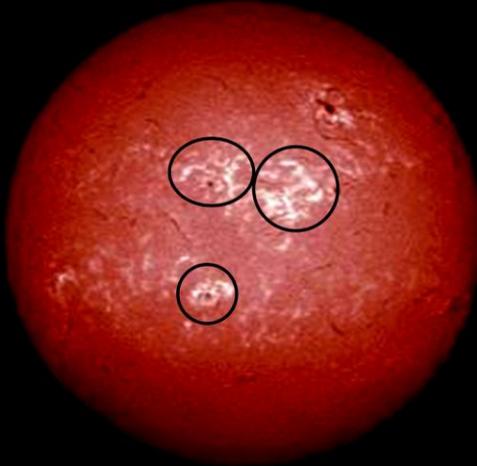
Cromosfera: a baixa atmosfera

Praias

Regiões mais ativas e mais quentes, por isso brilham mais.

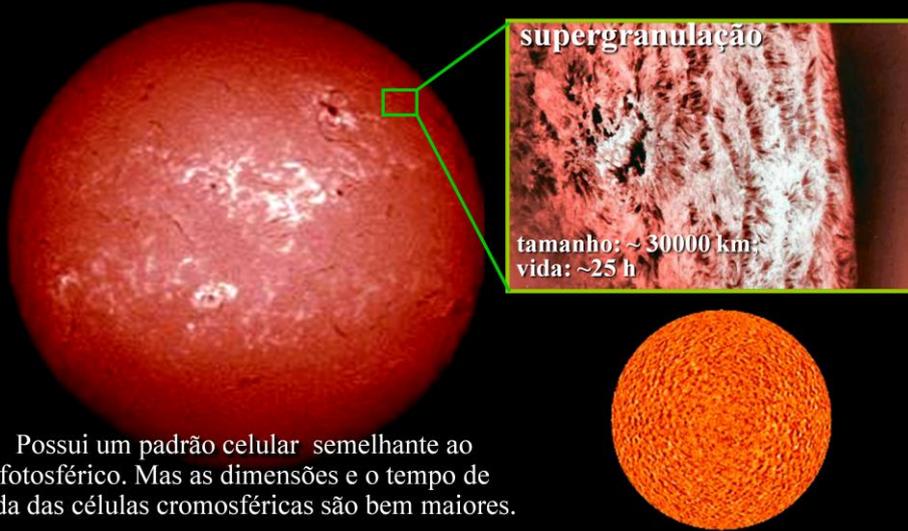
Elas estão acima das fáculas (regiões fotosféricas ativas que circundam as manchas).

São vistas na linha H_{alfa}, nas linhas H e K do CaII (1 vez ionizado), no ultravioleta e em microondas.



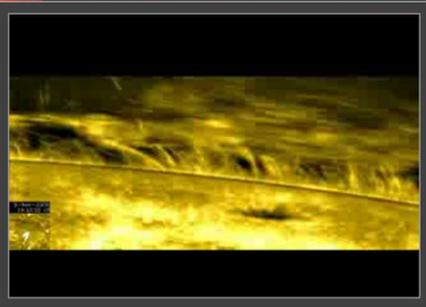
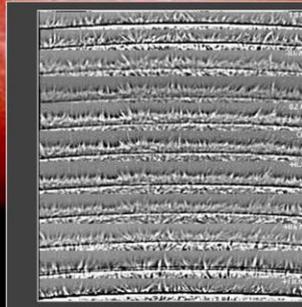
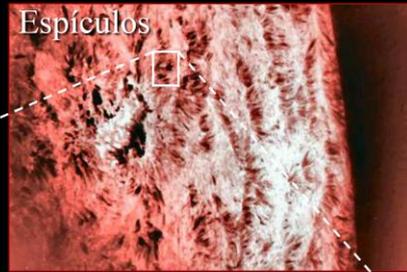
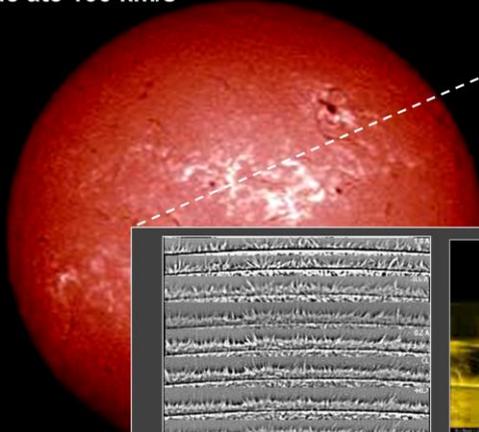
Cromosfera: a baixa atmosfera

Apresenta estruturas altamente complexas e magnetizadas (supergranulação). O gás aquecido sobe pelo centro da supergranulação, flui horizontalmente para os bordos, e imerge novamente.



Cromosfera: a baixa atmosfera

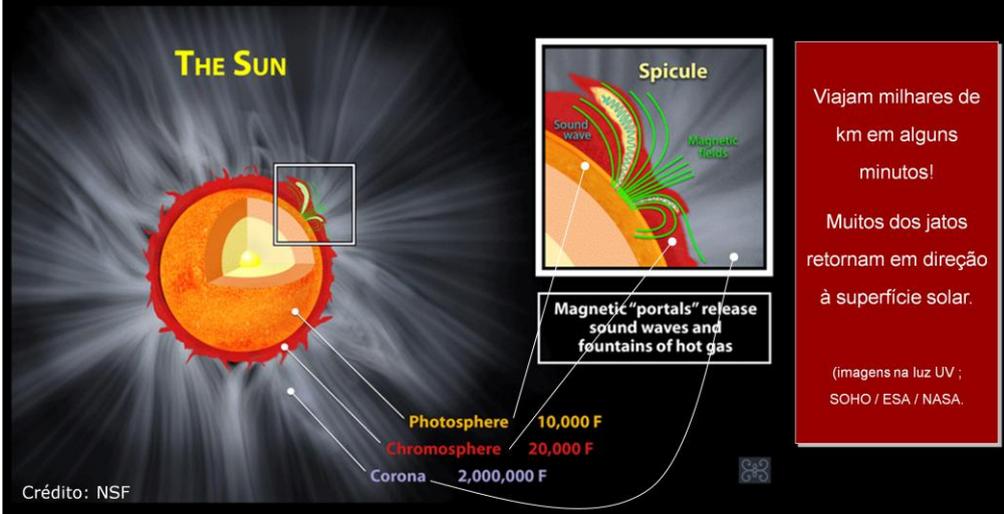
Os bordos são contornados por estruturas finas, alongadas, escuras e quase verticais (espículos), com ~ 700 km de diâmetro e ~ 7.000 km de altura. Por eles matéria ascendente e descendente fluem com velocidade de até 100 km/s



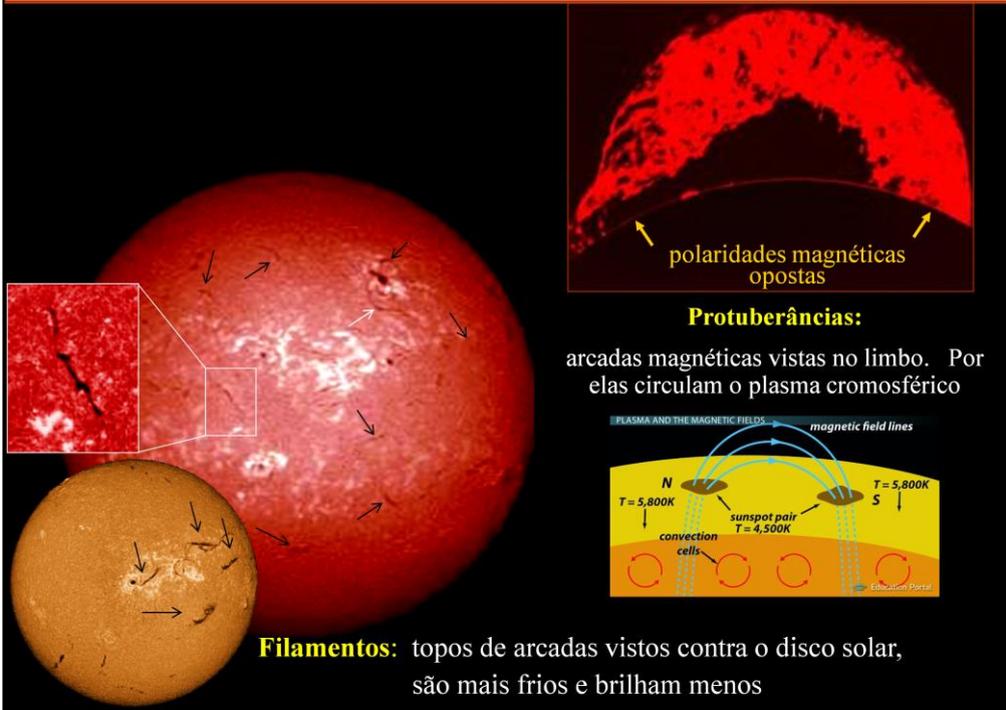
Cromosfera: a baixa atmosfera

Espículos

Concentrações de campos magnéticos inclinados em relação à vertical criam ambiente para que ondas sonoras aprisionadas se propaguem para regiões mais altas.



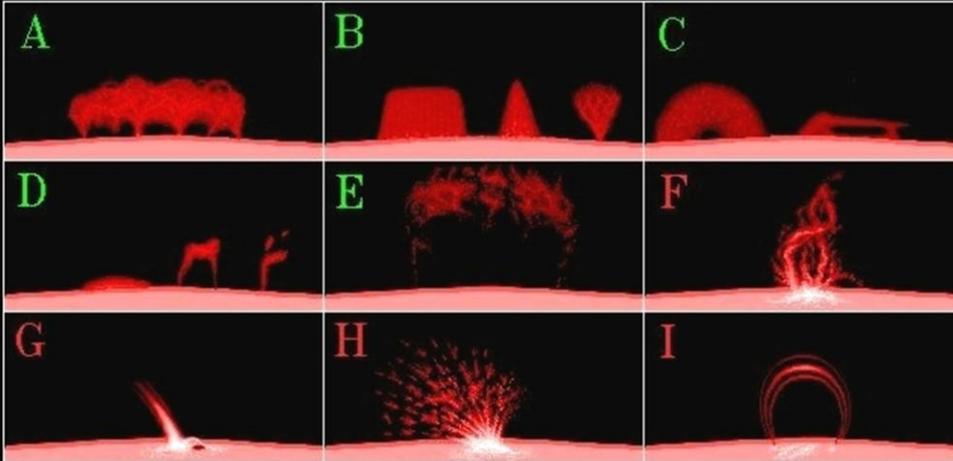
Cromosfera: a baixa atmosfera



Filamentos: topos de arcadas vistos contra o disco solar, são mais frios e brilham menos

Tipos de Protuberâncias

(classes from H. Zirin's book ASTROPHYSICS OF THE SUN)



ZIRIN CLASS I: QUIESCENT (long-lived) **A:** Hedgerow (Quiescent, or QRF)
B: Curtain, Flame, Fan (Quiescent, or QRF) **C:** Arch, Platform Arch (QRF)
D: Cap, Irregular Arch, Fragment **E:** Disparition Brusque QRF eruption.
ZIRIN CLASS II: ACTIVE (solar flare-associated, moving or transient)
F: Eruptive Prominence **G:** Surge **H:** Spray **I:** (post) flare Loop

Cromosfera: a baixa atmosfera

1. A configuração de uma protuberância é muito complexa.
2. Suas bases estão apoiadas sobre regiões com polaridades magnéticas opostas, formando um arco magnético por onde circula a matéria cromosférica.
3. As dimensões podem ser enormes, e a duração pode atingir horas.
4. Essas figuras cromosféricas permeiam a coroa solar, que é muito mais quente.



O que mantém a arcada?

As pressões magnética e gasosa concorrem:

$$P_B = \frac{B^2}{2\mu_0}$$

$$P_B = P_G$$

$$P_G = NkT$$

Quando se igualam, a intensidade do campo magnético é:

$$B = \sqrt{(2\mu_0 k) NT} = \sqrt{3,46 \times 10^{-29} NT} \text{ Tesla .}$$

Se um arco coronal contém plasma quente e denso é porque o campo magnético associado é intenso.

Exemplo

Considerando $N = 10^{17}$ elétrons/m³ e $T = 10^6$ K para a coroa, vê-se que o campo magnético é, no mínimo, $B = 0,002$ Tesla (20 Gauss). Portanto, os arcos coronais vistos sobre regiões ativas (onde o plasma é mais quente) têm campos magnéticos muito intensos.

Coroa: a alta atmosfera



Total Solar Eclipse
of
1994 November 3

taped at
La Lava, Bolivia
by

Fred Espenak

Eclipse solar total - 03-11-1994 (Bolivia) - Fred Spenak

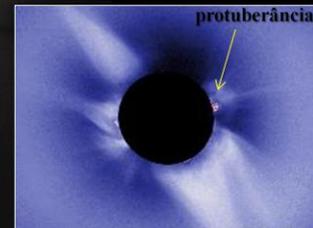
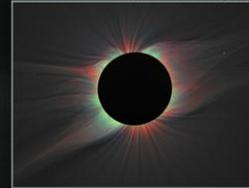
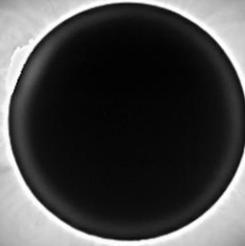
Alta atmosfera

Visível a olho nu apenas durante os eclipses totais

Coroa na luz branca

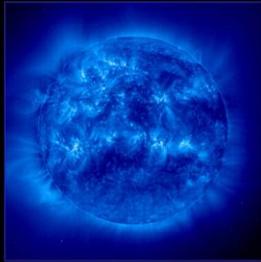
Na luz branca a coroa brilha tanto quanto a Lua Cheia mas, ainda assim, é cerca de 1 milhão de vezes mais fraca que a fotosfera. Por isso só é vista quando se bloqueia o disco solar (eclipse e coronógrafo). Como sua temperatura é elevada (milhões K), ela pode ser vista diretamente em linhas espectrais.

É a luz fotosférica espalhada apenas pelos elétrons, confinados no campo magnético (espalhamento Thomson)

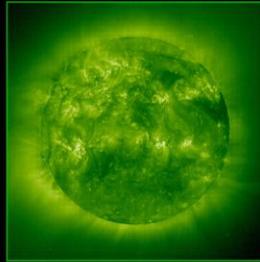


Como os elétrons interagem com o campo magnético, a configuração da coroa é a do campo magnético global.

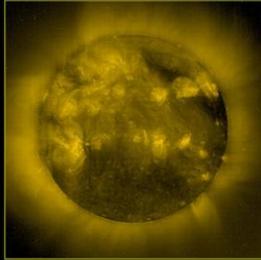
Coroa: imagens simultâneas



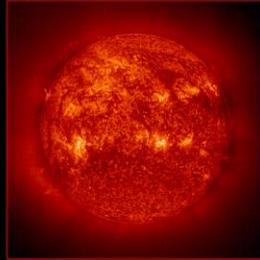
Fe IX (171 Å)



Fe XII (195 Å)



Fe XV (284 Å)



He II (304 Å)



significa 14 vezes ionizado (perdeu 14 elétrons)

Coroa E (de emissão)

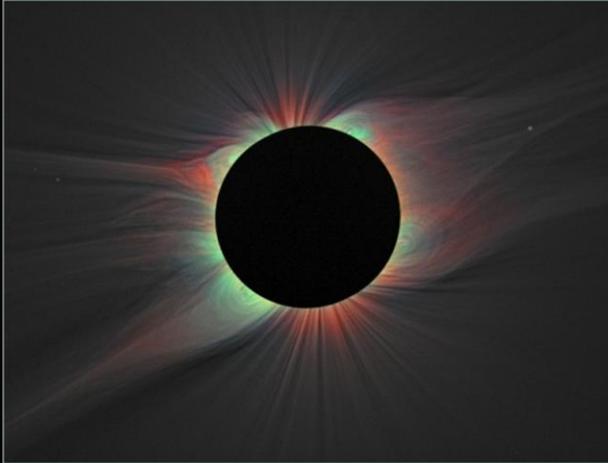
A temperatura elevada da coroa excita os átomos dos elementos químicos presentes, que passam a emitir luz em comprimentos de onda característicos do nível de excitação.

O brilho aumenta com a temperatura local.

Estes são apenas alguns exemplos das inúmeras coroas de emissão.

Coroa: imagens simultâneas

Imagem composta da coroa solar durante o eclipse de 2008, incluindo a luz branca (espalhamento por elétrons) e luz do ferro altamente ionizado:



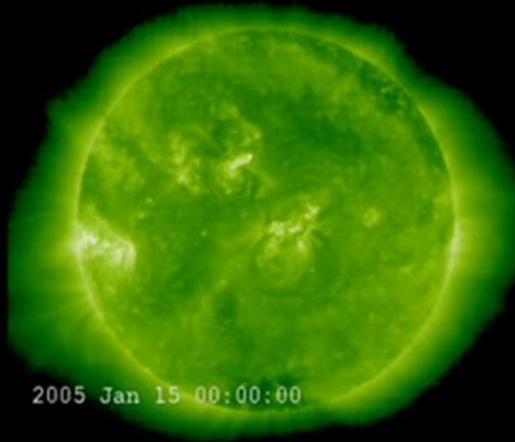
Coroa E (de emissão)

Esta imagem representa um mapa bidimensional da distribuição da temperatura coronal de elétrons e o estado de carga dos íons.

Crédito: Habbal, et al.

Vermelho - Fe XI (789,2 nm),
Azul - Fe XIII (1074,7 nm),
Verde - Fe XIV (530,3 nm).

Coroa E (de emissão)

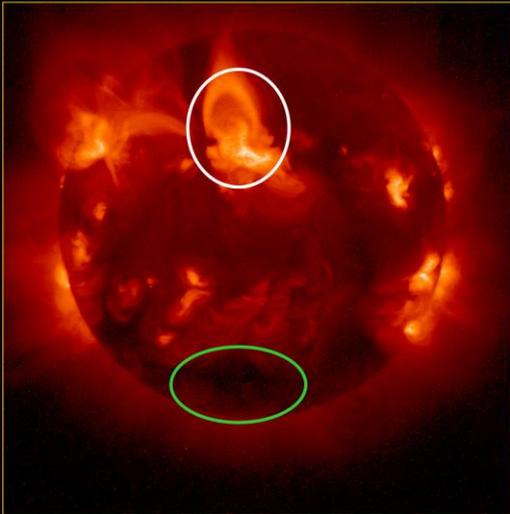


A temperatura elevada da coroa excita os átomos dos elementos químicos presentes, que passam a emitir luz em comprimentos de onda característicos do nível de excitação.

O brilho aumenta com a temperatura local.

Estes são apenas alguns exemplos das inúmeras coroas de emissão.

Coroa em Raio X



Regiões de campo magnético fechado, por onde o plasma quente circula

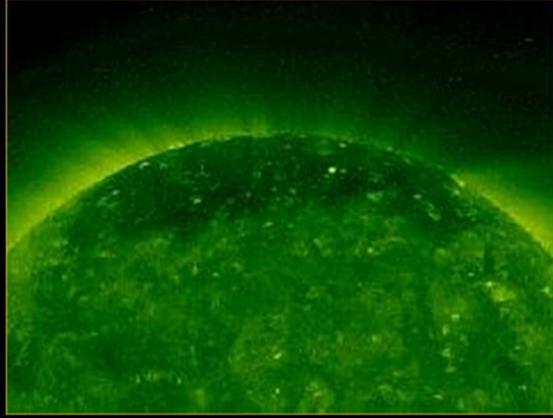
Buracos coronais, regiões de campo magnético aberto; plasma flui para o espaço interplanetário

Estas regiões giram com a rotação típica da latitude solar em que se encontram.
As temperaturas locais podem ultrapassar 2.000.000 K.

Plumas Coronais

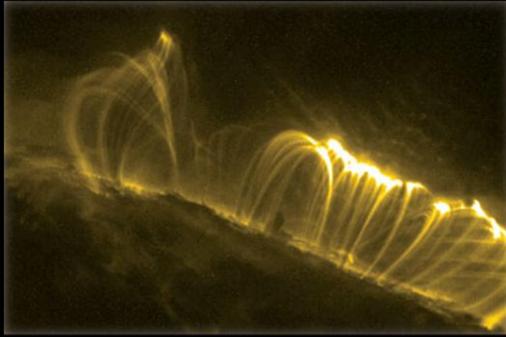
vistas nas proximidades dos pólos

Raios brilhantes vistos nos buracos coronais (BC).
Essencialmente, são figuras magnéticas enraizadas em concentrações magnéticas de fluxo na fotosfera, expandindo-se radialmente acima dos buracos coronais por até 15 raios solares, provavelmente seguindo as linhas abertas do campo.

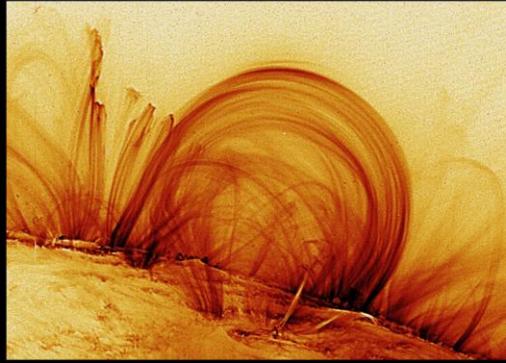


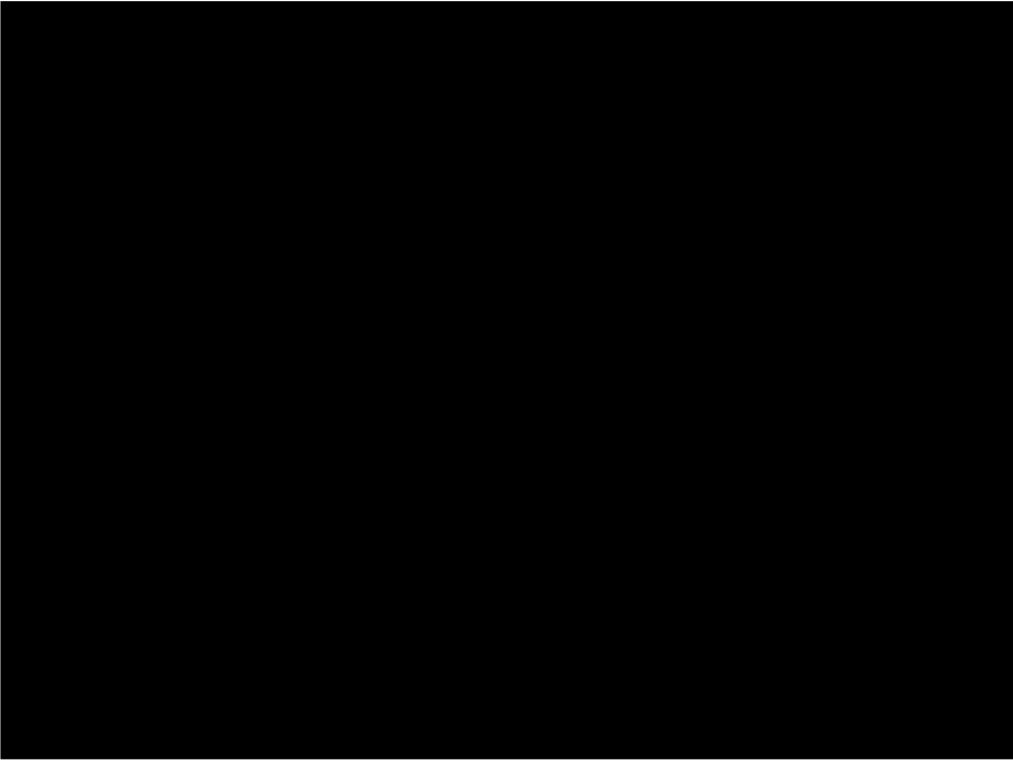
A formação parece ser devida reconecção de linhas do campo magnético, fato que parece explicar os valores extremamente baixos da razão de abundância Ne/Mg.

Arcos Coronais



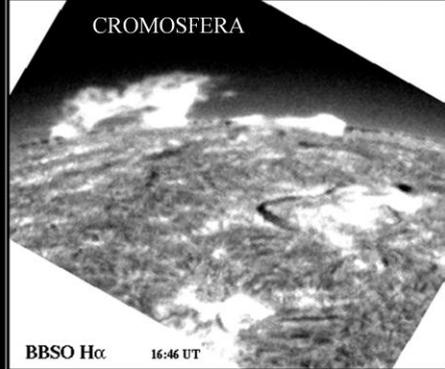
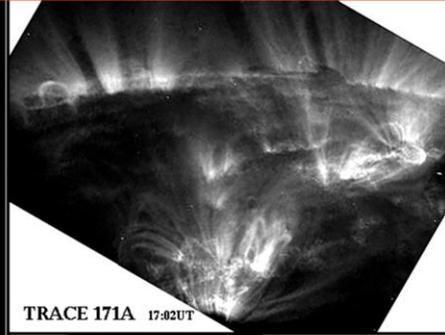
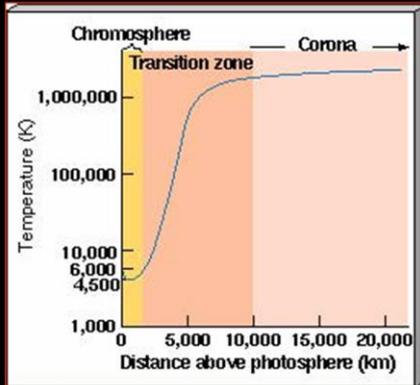
Uma visão detalhada revela configuração complexa, diversificada e mostra que eles são formados por inúmeros arcos mais finos.





Associação entre fenômenos cromosféricos e coronais

As imagens mostram que as zonas ativas cromosféricas estão associadas às zonas ativas coronais.



Fenômenos associados às manchas solares

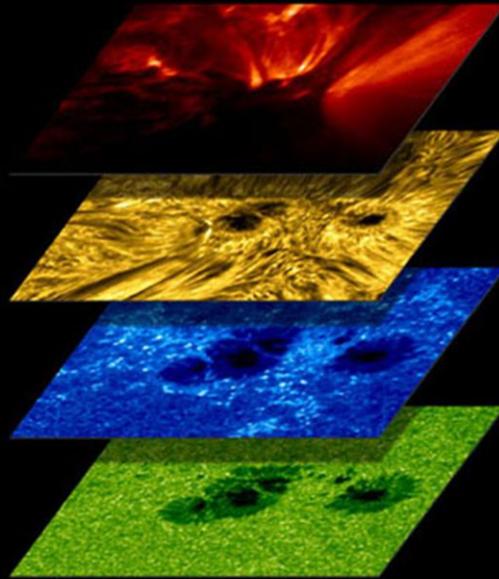
Imagem composta de diferentes camadas do Sol mostram a relação de fenômenos associados às manchas solares. Essas regiões estão permeadas por campo magnético.

Região coronal situada a 1,5 milhão de km acima da fotosfera e aquecida a mais de 1 milhão K. →

Sol na luz emitida pelo hidrogênio →

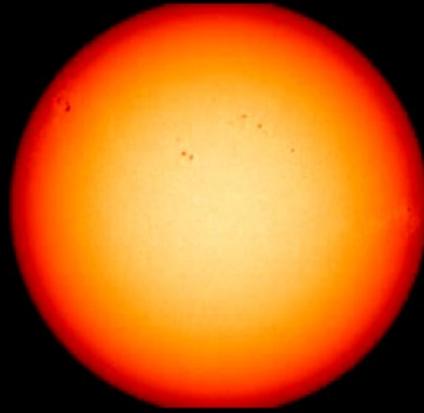
Camada cromosférica, situada a 6.500 km acima da fotosfera →

Fotosfera (~5.800 K) →



Fenômenos associados às manchas solares

Imagem composta de diferentes camadas do Sol mostram a relação de fenômenos associados às manchas solares. Essas regiões estão permeadas por campo magnético.



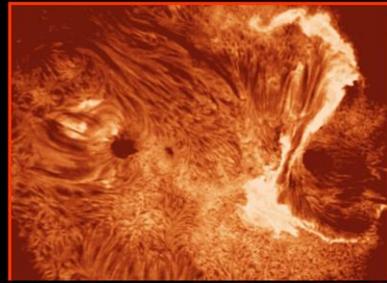
Clarão ("Flare")

Instabilidades magnéticas liberam violentamente quantidades enormes de energia causando erupções de brilho.

Essas erupções podem liberar mais energia que as grandes protuberâncias.

Observações em raios X e ultravioleta mostram que as áreas mais compactas, localizadas nas regiões centrais dos "flares", podem atingir temperaturas da ordem de 100.000.000 K.

A violência desses eventos ejeta partículas com tanta energia que o campo magnético local é incapaz de contê-las. Essa matéria é lançada ao espaço com muita violência.



Esses eventos ocorrem entre a alta cromosfera e baixa coroa.

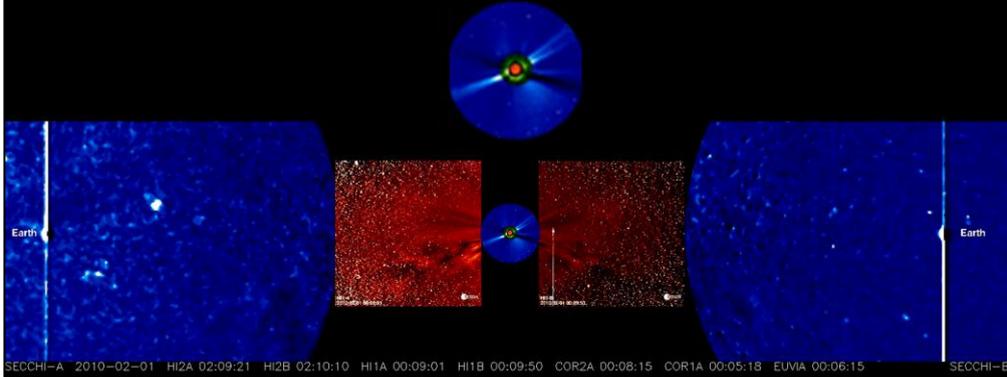
Vento solar

Ejeção de Massa Coronal (CME)

Observações da missão STEREO

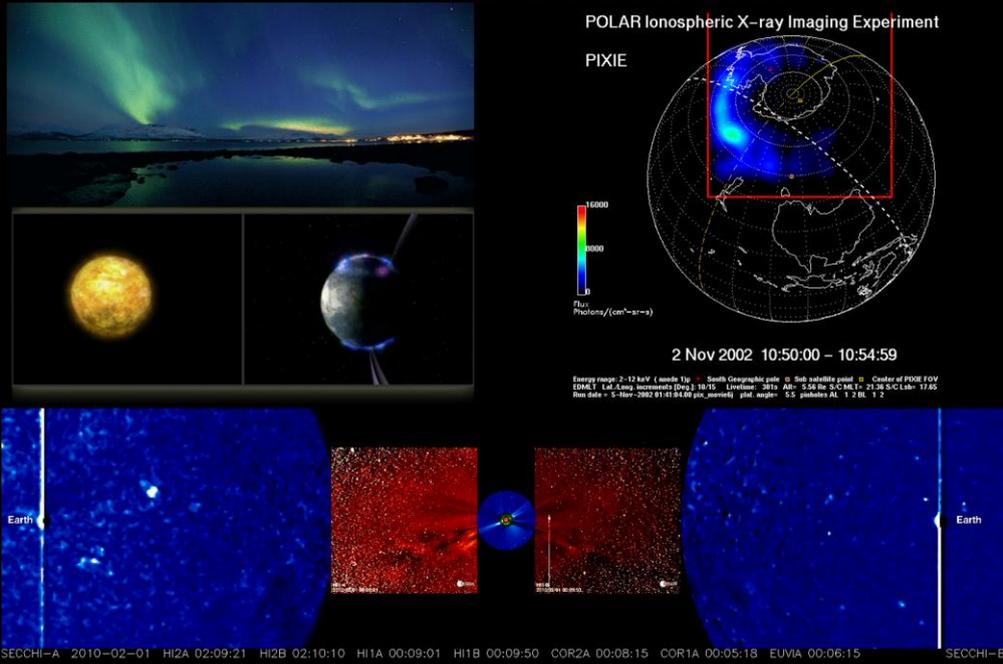
STEREO: são dois satélites posicionados aproximadamente na órbita da Terra, um à frente e outro atrás dela. Essa configuração produz imagens 3D das estruturas solares.

O filme começa com a visão do Sol visto da Terra (meridiano 0°). O mapa gira 360° para mostrar a parte não visível da Terra. O bordo escuro mostra a parte do Sol ainda não visível pelos satélites.



Vento solar

Ejeção de Massa Coronal (CME) e Auroras



Propagação de uma Ejeção de Massa Coronal (CME)



Esta animação segue o CME de 14 de outubro de 2014, enquanto se move pelo sistema solar e identifica algumas das missões da NASA e da ESA que o observaram. Escrito e produzido por [Lars Leonhard](#). **Assista a este vídeo no canal de vídeo NASA.gov YouTube** .

Atividade solar: ciclo das manchas

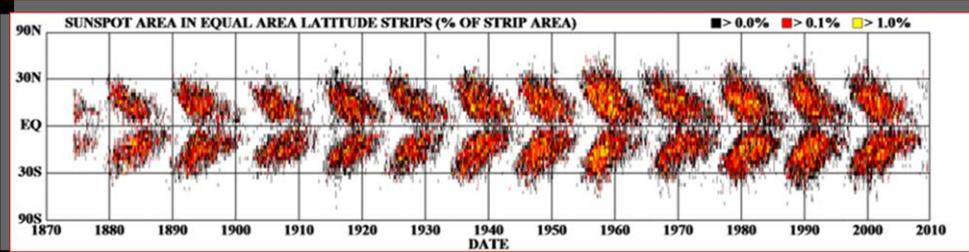


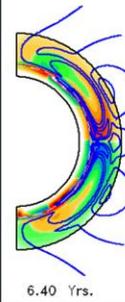
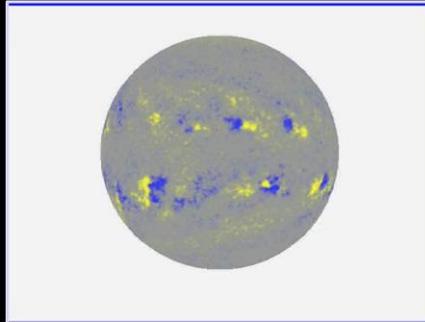
Diagrama da Borboleta

A quantidade de manchas varia entre um mínimo e um máximo num período de cerca de 11 anos.

O ciclo das manchas modula a atividade solar.

Nesse período, a polaridade magnética inverte: onde era Norte vira Sul.

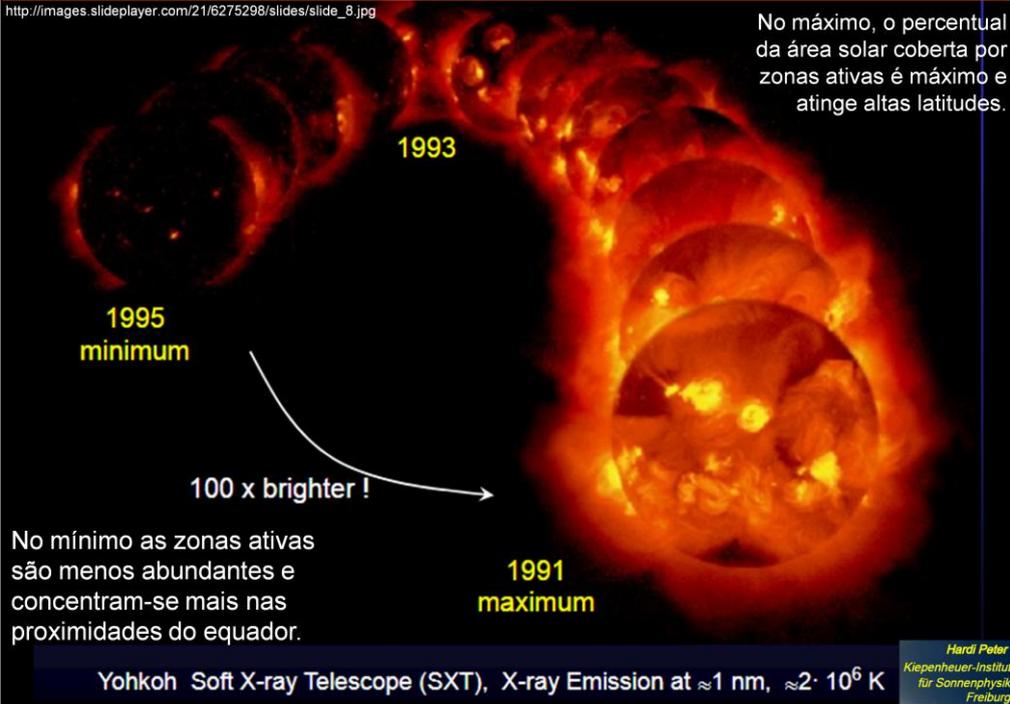
O ciclo magnético dura 22 anos.



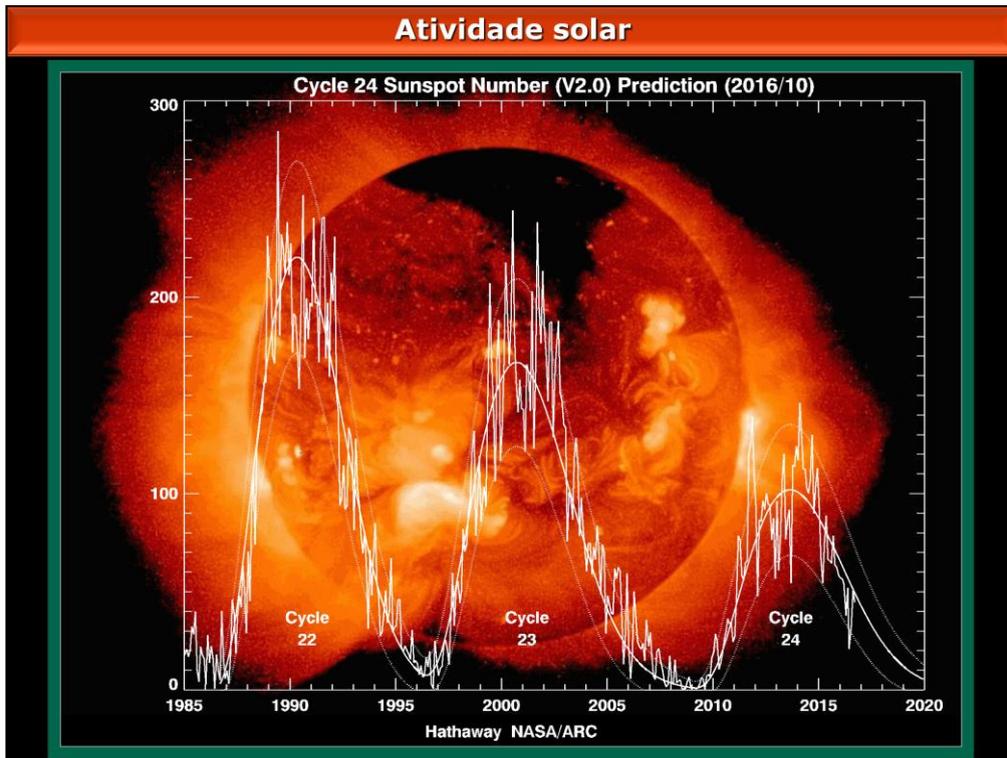
Richard Carrington e **Gustave Spörer** descobriram independentemente que o ciclo progredia variando a quantidade de manchas e a localização. A quantidade de manchas aumenta com a atividade solar. As manchas são escassas na fase de mínima atividade e aparecem próximas às latitudes 30° norte e sul. Com a evolução do ciclo, a quantidade aumenta e elas surgem em latitudes cada vez menores, até o pico de máxima atividade. A partir daí, elas desaparecem gradativamente e começam a surgir novamente próximas às latitudes 30° .

Atividade solar

http://images.slideplayer.com/21/6275298/slides/slide_8.jpg



Atividade solar

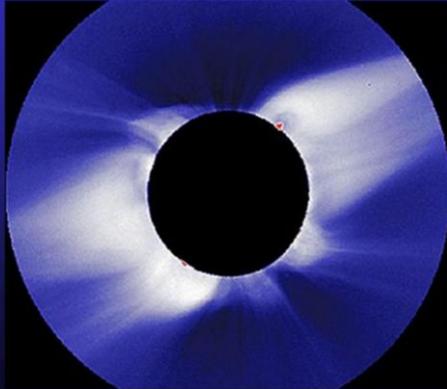


Atividade solar

http://images.slideplayer.com/21/6275298/slides/slide_8.jpg

Minimum

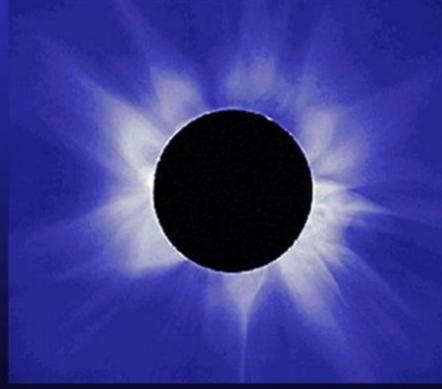
- "simple" dipolar structure
- few active regions (sunspots)
- prominent coronal holes
- "helmet streamer" only at equator



18. 3. 1988, Philippines

Maximum

- complex magnetic structure
- many active regions
- almost no coronal holes
- "helmet streamer" at all latitudes



16. 2. 1980, India

High Altitude Observatory - NCAR

Hardi Peter
Kiepenheuer-Institut
für Sonnenphysik
Freiburg