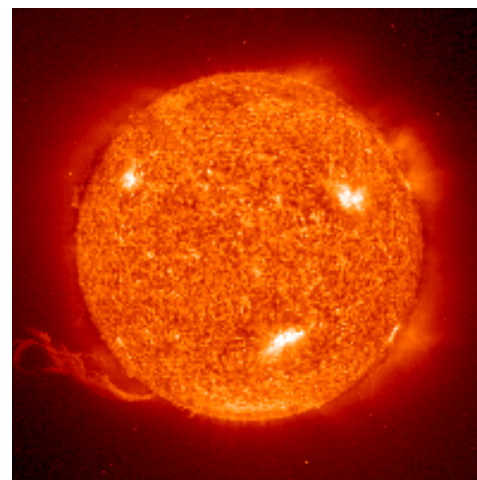


# O SOL

Vimos no capítulo anterior a natureza da radiação eletromagnética e como ela transfere energia através do espaço. É com base na luz emitida pelas estrelas que podemos extrair informações importantes a respeito de suas características. Antes de prosseguirmos no estudo das propriedades estelares, vamos falar a respeito do Sol, uma estrela muito bem conhecida, graças à sua proximidade.

Neste capítulo vamos resumir as principais propriedades do Sol; descrever sua estrutura interna; bem como sua atmosfera; e discutir a relação entre seu campo magnético e as diferentes atividades solares.

- Características gerais: massa, raio, densidade, temperatura superficial, etc.
- Estrutura do Sol
  - ◆ *Fotosfera*: granulação, temperatura, linhas espectrais, manchas, abundâncias
  - ◆ *Cromosfera*: espectro, espículos, região de transição
  - ◆ *Coroa*: visível, rádio, linhas de emissão
- Vento Solar
- Atividade do Sol: *Flares*, regiões bipolares magnéticas, filamentos, fáculas, condensações.



## Bibliografia

- Zeilik & Smith, 1987 “Introductory Astronomy & Astrophysics” (cap. 10)
- “Astronomia e Astrofísica” – IAG/USP, ed. W. Maciel (cap.13, O. Matsuura)

## O SOL: a nossa estrela

### Características Gerais

O Sol, como todas as estrelas, constitui-se de uma esfera gasosa brilhante, sustentada por sua própria gravidade e pelas forças geradas por reações nucleares que ocorrem no seu centro. Comparado com outras estrelas, em termos de massa, raio, brilho e composição química, o Sol está na faixa média de valores desses parâmetros. Na tabela a seguir apresentam-se algumas de suas propriedades:

Raio	$6,96 \times 10^8$ m	$\sim 109 R_{\oplus}$
Massa	$1,99 \times 10^{30}$ kg	$\sim 330.000 M_{\oplus}$
Densidade	$1410 \text{ kg m}^{-3}$	
Luminosidade	$3.8 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$	
Temperatura superficial	5780 K	
Período de rotação	24,9 dias (no equador)	29,8 (nos pólos)

Os gases no interior solar (principalmente hidrogênio e hélio) encontram-se quase que completamente ionizados, pois estão submetidos a temperatura, pressão e densidade muito elevadas, as quais aumentam tanto quanto maior for a profundidade dentro do Sol. Assim, na região mais central as condições físicas propiciam as reações termo-nucleares de transformação do hidrogênio em hélio, liberando então grandes quantidades de energia na forma de fótons e movimentos térmicos.

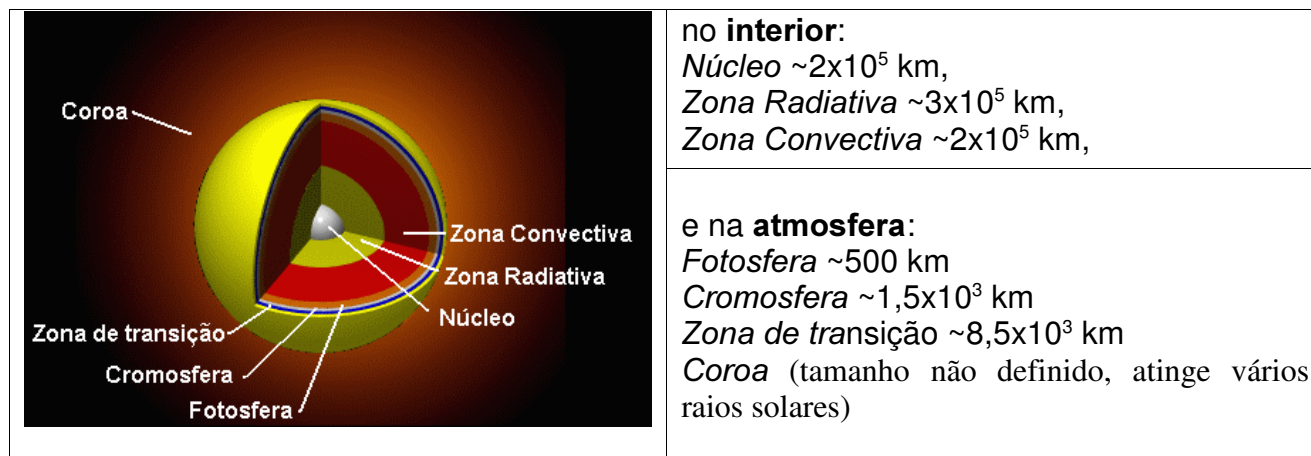
Opticamente nós observamos apenas o contorno bem definido que é considerado a superfície solar, uma fina camada (espessura menor que 0,1% do raio do Sol) chamada **fotosfera**. No entanto, a estrutura interna do Sol pode ser representada por várias camadas, estabelecendo regiões sob diferentes condições físicas, as quais veremos a seguir.

### Estrutura do Sol

Internamente o Sol é composto basicamente de um **núcleo** central rodeado por uma camada contendo a chamada **zona radiativa**, ambos circundados por um **envoltório convectivo**.

No que se refere à atmosfera, por ser uma região de transição entre o interior estelar e o meio interestelar, encontra-se uma grande variação (em função da profundidade) das condições físicas, tais como temperatura, pressão e composição química. Assim, divide-se a **atmosfera** em três regiões: fotosfera, cromosfera e coroa.

## Espessura das principais regiões do Sol:



**Figura 1.** Estrutura do Sol, esquematizada fora de escala.

Vimos anteriormente que as estrelas emitem um espectro contínuo segundo a Lei de Planck, que expressa a radiação de corpo negro. A radiação proveniente do interior estelar sofre absorção ao atravessar regiões mais frias na fotosfera. A absorção ocorre seletivamente em função dos átomos que compõem a fotosfera, formando as linhas de absorção específicas desses elementos químicos. Conhecendo-se o espectro estelar temos informações a respeito da temperatura, da composição química e das condições físicas, como gradientes de temperatura e pressão da região onde as linhas são formadas.

As próximas seções são dedicadas à uma descrição das regiões mais externas do Sol, onde se apresentam os fenômenos diretamente observáveis.

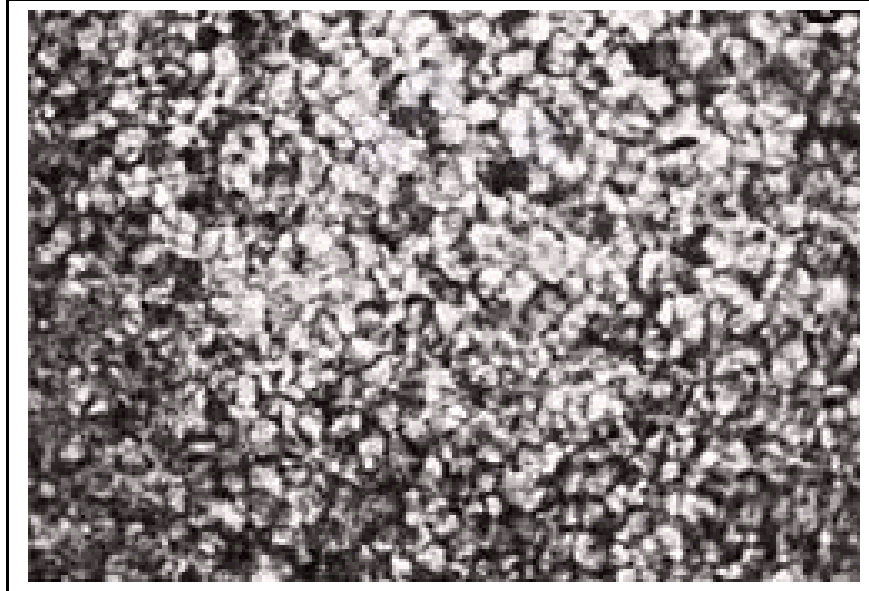
## Fotosfera

Como já vimos, podemos observar apenas a luz visível proveniente da fotosfera, pois as camadas mais internas do Sol apresentam um alto grau de opacidade. A fotosfera é uma camada bastante estreita, com cerca de 500 km de espessura, apresentando uma temperatura de cerca de 5800K e uma diminuição considerável da densidade ( $\sim 5 \times 10^{15} \text{ cm}^{-3}$ ) quando comparada às camadas mais internas. Uma densidade menor favorece a diminuição da opacidade, permitindo que a radiação se propague livremente.

Imagens diretas da fotosfera mostram que ela não é homogênea e que seu brilho não é uniforme. Veremos a seguir, as causas dessas variações, e como se apresenta seu espectro de radiação.

### (a) Granulação

Observam-se na fotosfera grânulos brilhantes rodeados por contornos mais escuros. Esses grânulos têm cerca de 700 km de diâmetro e são transientes, com tempo de vida médio de vários minutos. A **granulação** solar é formada no topo da zona convectiva, região em que as chamadas **células de convecção** (massas de gás quente) crescem em tamanho e

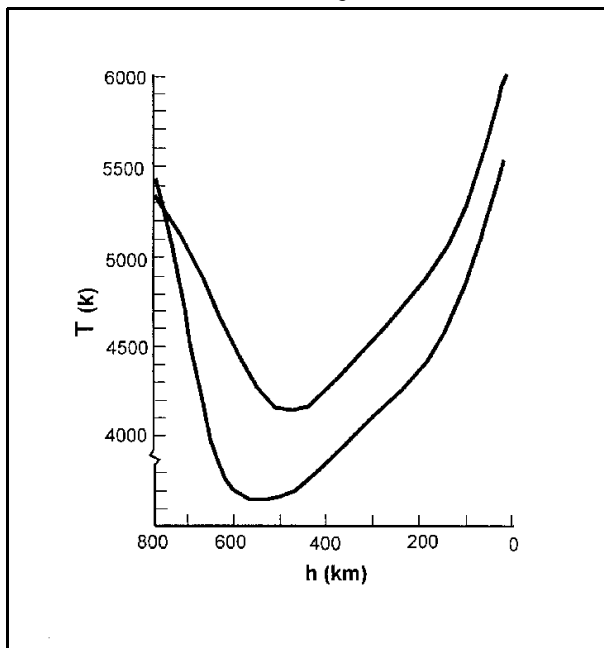


transportam, por convecção, energia que será dissipada na fotosfera. Com o esfriamento, os gases voltam a descer pelas paredes escuras das células.

**Figura 2.** Granulação solar. Os tamanhos típicos dos grânulos são comparáveis aos continentes terrestres (NASA).

### (b) Variação de Temperatura

A temperatura efetiva do Sol é dada pelo brilho superficial do disco solar como um todo, porém a distribuição de temperatura sobre o disco fotosférico não é uniforme. Nas bordas do Sol ocorre uma diminuição de brilho definida como **obscurecimento de limbo**.



O fenômeno de obscurecimento de limbo se dá pelo efeito de variação de brilho decorrente da variação de temperatura que ocorre dentro da fotosfera. A partir da base da fotosfera a temperatura diminui, voltando a aumentar quando se aproxima da cromosfera. Na direção do centro do disco fotosférico, o brilho detectado é resultante da soma de todas contribuições (temperaturas mais quentes e mais frias); já nas bordas, pela geometria da linha de visada, podemos *separar* a contribuição das temperaturas mais frias e portanto de menor brilho.

**Figura 3.** Variação de temperatura dentro da fotosfera e da cromosfera.

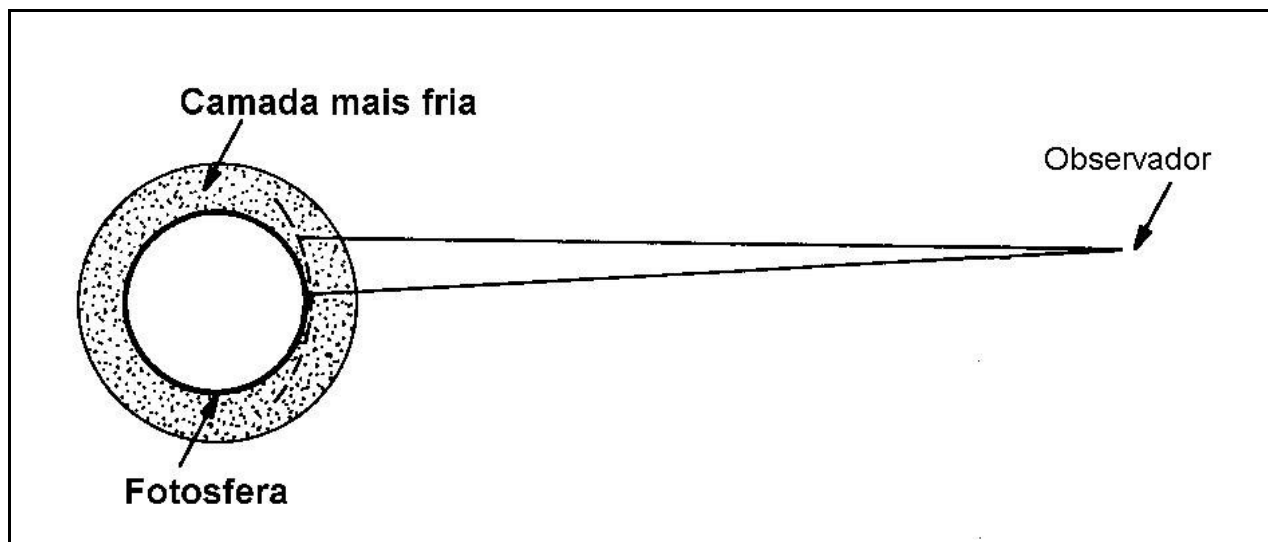


Figura 4. Geometria de observação do obscurecimento de limbo.

### (c) Espectro de Absorção

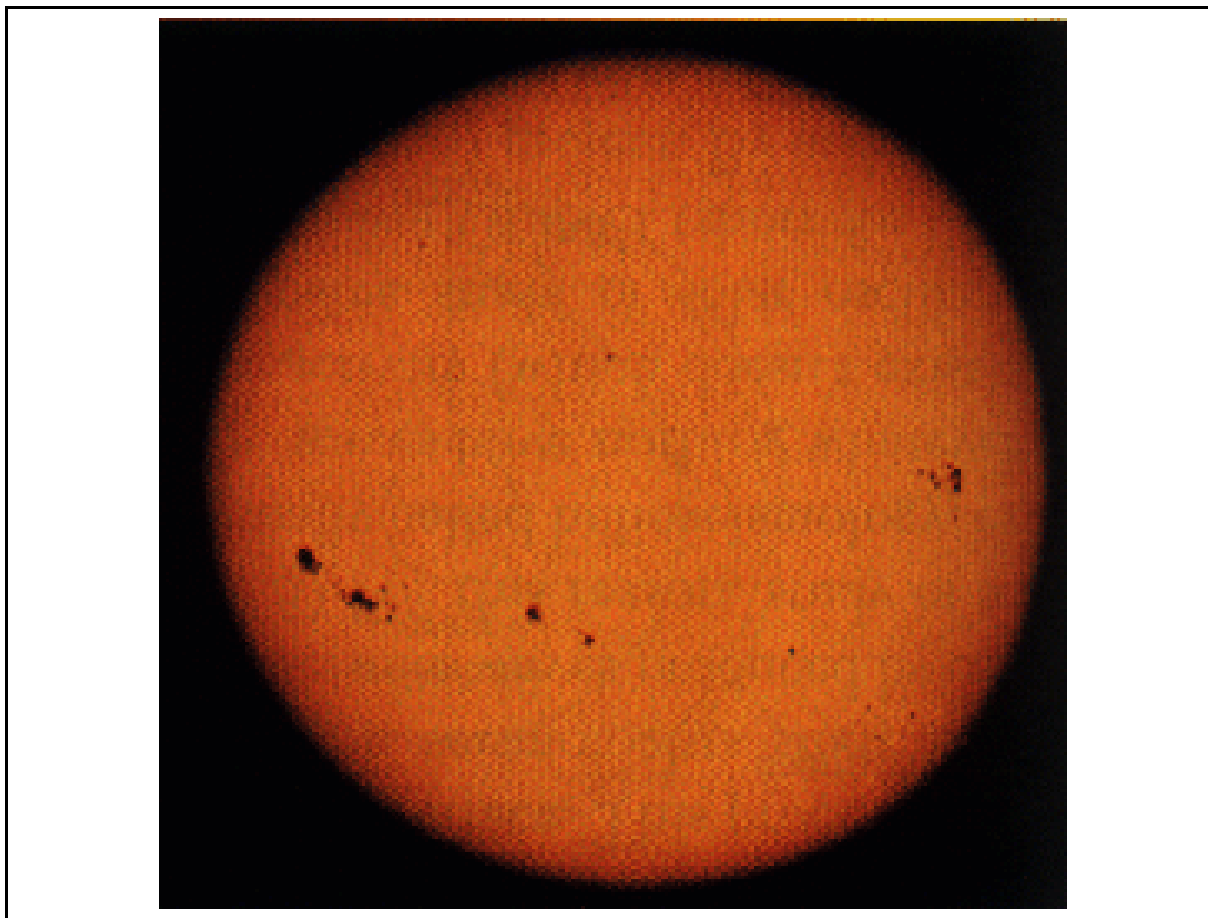
A primeira identificação das linhas fotosféricas solares de absorção foi apresentada por Fraunhofer em 1814. Para identificá-las, ele utilizou a nomenclatura de letras maiúsculas, para denotar as linhas mais fortes, e letras minúsculas para as mais fracas. As mais referidas hoje em dia são as linhas **D** do dubleto de sódio, as linhas **H** e **K** do Ca II e as linhas **b** do magnésio. Identificações mais recentes incluem as linhas do hidrogênio, da série de Balmer. Na região do ultravioleta o espectro é dominado pelas linhas de emissão produzidas na cromosfera e na coroa solar.

As linhas de absorção mais fracas são produzidas nas regiões mais internas da fotosfera, enquanto que as mais fortes são geradas nas regiões mais externas, como o caso das linhas H e K do Ca II - as mais fortes, formadas principalmente na base da cromosfera.

### (d) Manchas Solares

Na fotosfera também se encontram as chamadas **manchas solares**, regiões em que o campo magnético é muito mais intenso, inibindo o transporte convectivo, tornando-as muito mais frias que a atmosfera ( $\sim 2000\text{K}$ ). Observações do deslocamento das manchas, no sentido de leste para oeste, permitem a determinação do período de rotação diferencial do Sol (período de rotação maior nos pólos do que no equador).

A evolução da mancha se dá em alguns meses, desde seu surgimento, quando ainda é muito pequena, aumentando de tamanho até se fragmentar e finalmente desaparecer. As manchas aparecem em grupos, segundo a bipolaridade do campo magnético, ou seja, uma mancha associada à polaridade norte vem sempre acompanhada por uma outra mancha, associada à polaridade sul do campo magnético. Algumas podem se apresentar mais dispersas ou mais concentradas que as outras.



**Figura 5.** Imagem de manchas solares. As maiores chegam ter dimensões cerca de duas vezes o diâmetro da Terra.

### (e) Abundâncias

Analisando as linhas espectrais, podemos deduzir propriedades da fotosfera, como composição química por exemplo. O elemento mais abundante é o hidrogênio (91,2%) seguido do hélio (8,7%), enquanto que elementos mais pesados como oxigênio, carbono, nitrogênio, silício, magnésio, neônio, ferro e enxofre somam cerca de 0,1% da massa total. Em menor fração ainda encontram-se outros elementos como sódio, alumínio, fósforo, potássio e cálcio.

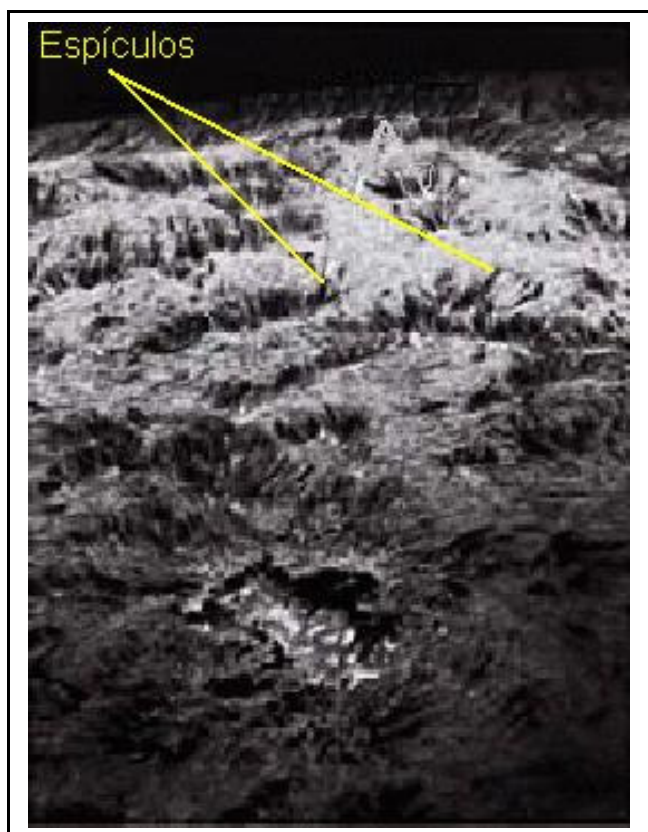
## Cromosfera

A densidade na cromosfera é muito menor que na fotosfera e sua espessura é de aproximadamente 1500 km (incluindo a chamada zona de transição). A variação de densidade é bastante grande, diminuindo de  $10^{12} \text{ cm}^{-3}$  na sua base até  $10^9 \text{ cm}^{-3}$  na parte mais externa. A temperatura aumenta da base para o topo, sendo em média 15000 K. Acredita-se que esse aquecimento se origine na turbulência do envelope convectivo, onde as ondas seriam excitadas e amplificadas em choques, ao se propagarem nas regiões menos densas. O aquecimento seria devido à dissipação desses choques na cromosfera.

### (a) Espectro

O nome da cromosfera é baseado em sua cor avermelhada, devida a emissão da linha de hidrogênio da série de Balmer ( $H\alpha$ ) a 6562 Å. A principal linha de emissão no espectro cromosférico é a linha do hélio, que requer altas temperaturas para ser excitado e foi detectado no Sol antes de ser descoberto na Terra, daí a origem do nome desse elemento - em grego *helios* significa sol. As transições atômicas de baixo potencial de excitação, como aquelas de metais neutros, são vistas somente na base da cromosfera, enquanto que linhas do cálcio e do ferro ionizado são encontradas a altitudes maiores.

### (b) Espículos



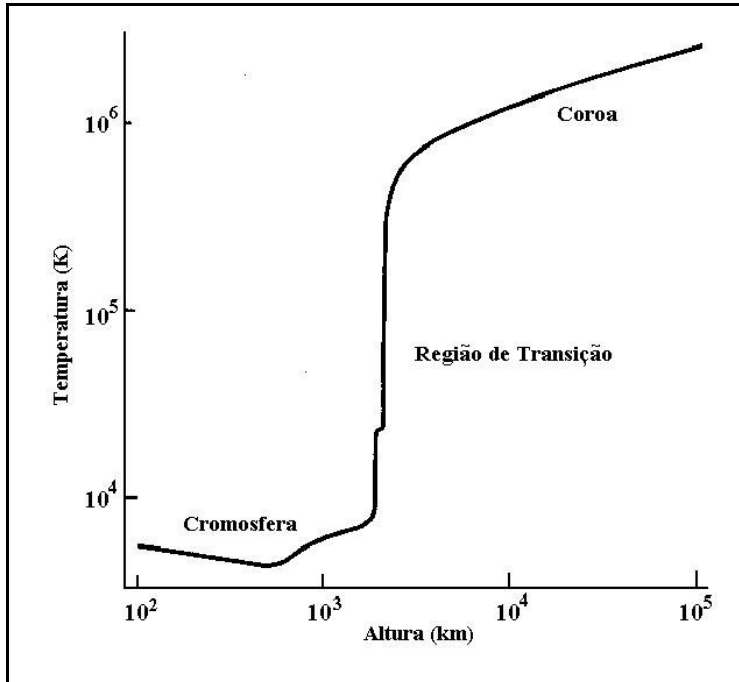
No limbo do Sol ocorrem jatos tênues de gás brilhante com tamanhos de 500 a 1500 km, elevando-se até 10000 km acima da cromosfera. Esses fenômenos de ejeção de gases recebem o nome de **espículos**, que emitem principalmente radiação  $H\alpha$ .

Apesar de ocuparem apenas uma fração da superfície solar e durarem pouco menos que 15 minutos, os espículos podem representar um importante papel no equilíbrio de massa da cromosfera, da coroa e do vento solar. Sua distribuição não é uniforme, formando uma estrutura de super-grânulos, ocorrendo apenas nas regiões de aumento da intensidade do campo magnético.

**Figura 6.** Os espículos solares. Jatos estreitos de gases aparecem escuros por serem mais frios.

### (c) Região de Transição

Algumas linhas da região espectral do ultravioleta são formadas nas temperaturas cromosféricas mais altas, sendo prova da existência de uma região de transição entre a cromosfera e a coroa solar. Nessa região, a temperatura cresce rapidamente, desde  $10^4$  K na cromosfera até  $5 \times 10^4$  K, numa estreita faixa de apenas algumas centenas de quilômetros, chegando a  $10^6$  K na coroa.



Nas altas temperaturas que ocorrem nas regiões mais externas da atmosfera solar, os átomos e íons tornam-se excitados por colisão, produzindo linhas de emissão quando voltam para seus estados fundamentais. A mais forte das linhas do ultravioleta é a de Lyman- $\alpha$ . Outras linhas formadas a altas temperaturas na região de transição são as de C III, com pico a  $7 \times 10^4$  K, de N III a  $10^5$  K e do O VI a  $3 \times 10^5$  K.

**Figura 7.** Variação de temperatura na região de transição entre a cromosfera e a coroa solar.

## Coroa

Durante um eclipse, a região coronal aparece como um halo branco que se estende muito além do limbo solar, correspondendo à região mais externa e mais extensa da atmosfera solar. Discutiremos a seguir, algumas das características observadas da coroa solar.

### (a) Espectro Óptico

Na região espectral do visível apresenta-se uma emissão de contínuo resultante do espalhamento por elétrons livres. Devido ao forte alargamento Doppler (causado por elétrons que se movem rapidamente), na região mais próxima do Sol não ocorrem linhas de absorção. Para atingir tais velocidades, os elétrons devem estar a temperaturas muito altas, da ordem de 1 a  $2 \times 10^6$  K.

Já nas partes mais externas, sobreposto ao contínuo de espalhamento por elétrons, aparece um espectro de absorção das linhas de Fraunhofer. Essa componente é devida ao espalhamento da luz por partículas de poeira.



O brilho coronal varia em função da atividade solar. Em fases de mínimo de manchas solares a coroa é brilhante e uniforme, enquanto que nos períodos de máximo de manchas solares a coroa se estende mais no equador solar do que nos pólos.

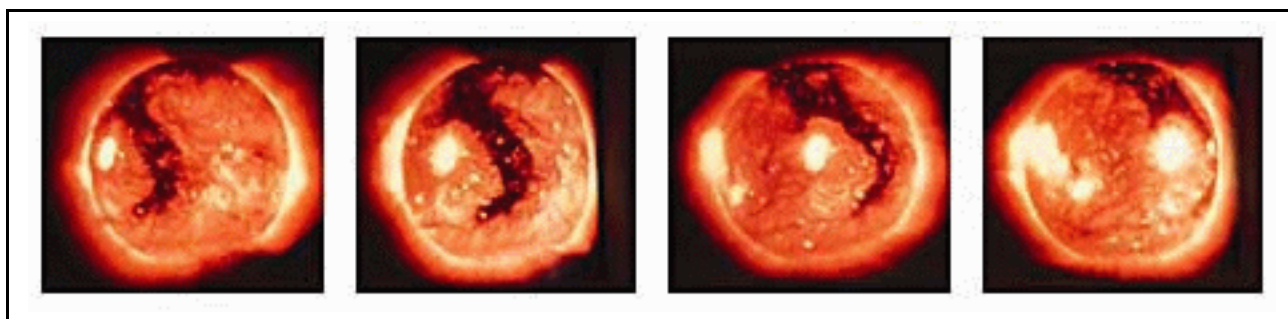
### (b) Espectro Rádio

Além do espectro visível, observa-se também emissão e absorção de radiação rádio gerada pela interação de elétrons livres com átomos ou íons. Nessas interações, chamadas transições *livre-livre*, o elétron transfere apenas parte de sua energia cinética e continua livre, havendo emissão ou absorção de um fóton de baixa energia. Quanto mais densa a região, maior a probabilidade de interações mais energéticas. Assim, na região coronal mais interna ocorre radiação a comprimentos de onda mais curtos (da ordem de alguns centímetros) e portanto de maior energia, enquanto que nas regiões mais externas a radiação corresponde a comprimentos de onda maiores que 10 cm, que corresponde a radiação de baixa energia.

### (c) Linhas de Emissão

A densidade na região coronal é tão baixa que favorece a ocorrência de linhas proibidas, formadas da transição a partir de níveis metaestáveis. Como vimos anteriormente, o tempo de vida nesses níveis é muito grande e, para que haja um decaimento para um nível inferior, o tempo de colisão deve ser maior que esse tempo de vida.

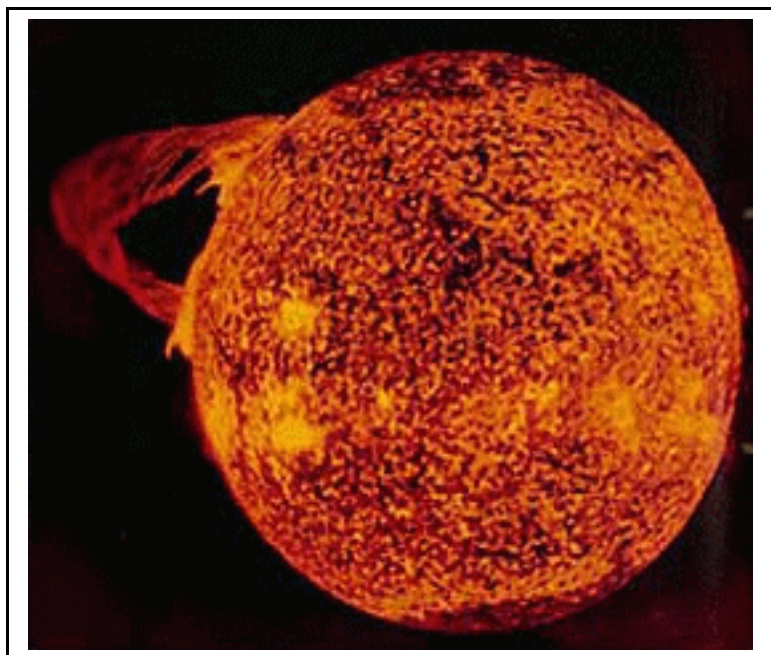
Sobrepostas ao espectro contínuo visível aparecem algumas dessas linhas proibidas, sendo mais fortes a linha verde do Fe XIV (átomo de ferro que perdeu treze elétrons) no comprimento de onda 530,3 nm e a linha vermelha do Fe X em  $\lambda=637,4$  nm. Para ionizar o ferro de nove a treze vezes, é necessário que o gás esteja a elevadas temperaturas, de 1,3 a  $2,3 \times 10^6$  K. Essas temperaturas ocorrem na coroa solar normalmente nos períodos em que não há atividade, por outro lado, temperaturas mais elevadas ainda podem ser atingidas nas atividades coronais.



**Figura 8.** Imagens da emissão de raios-X do Sol, tomadas em intervalos de 1 dia, mostrando o buraco coronal mudando de posição da esquerda para a direita. (NASA)

Os elétrons que restaram em átomos altamente ionizados, permanecem fortemente ligados, favorecendo as transições permitidas que requerem altos potenciais de excitação. Os fótons produzidos por essas transições são altamente energéticos formando linhas do ultravioleta, na faixa de 5 a 50 nm, observáveis apenas acima da atmosfera terrestre.

Finalmente, destaca-se a emissão de raios-X (de baixa energia), produzidos no gás coronal quente. Imagens de raios-X do Sol mostram que a distribuição dessa emissão não é uniforme, apresentando-se “mais escura” no polo superior e abaixo da região mediana. Nessas regiões, chamadas **buracos coronais**, o gás deve se encontrar a temperaturas e densidades menores que das outras partes da coroa.



Acredita-se que nos buracos coronais as linhas de campo magnético sejam abertas, ao contrário do que se observa frequentemente ao redor do Sol. As linhas de campo magnético atingem grandes alturas a partir da coroa e depois retornam ao Sol. O gás coronal acompanha essas linhas de campo, formando estruturas com geometria de *loops*.

**Figura 9.** Imagem de uma proeminência solar em forma de *loop*, observada em ultravioleta. (NASA)

## Vento Solar

A ação gravitacional do Sol sobre o gás coronal não é suficiente para retê-lo, ocorrendo assim um constante fluxo de matéria na forma de **vento** liberado pelo Sol. A composição do vento solar é basicamente a de um plasma eletricamente neutro, com elétrons e prótons em iguais proporções, onde a condutividade térmica é muito grande, garantindo as elevadas temperaturas mesmo a grandes distâncias do Sol. À medida que o vento se expande, sua velocidade aumenta e a densidade de partículas diminui. Nas proximidades da Terra a densidade varia de  $0,4$  a  $80 \times 10^6 \text{ m}^{-3}$  e a velocidade varia de  $300$  a  $700 \text{ km s}^{-1}$ .

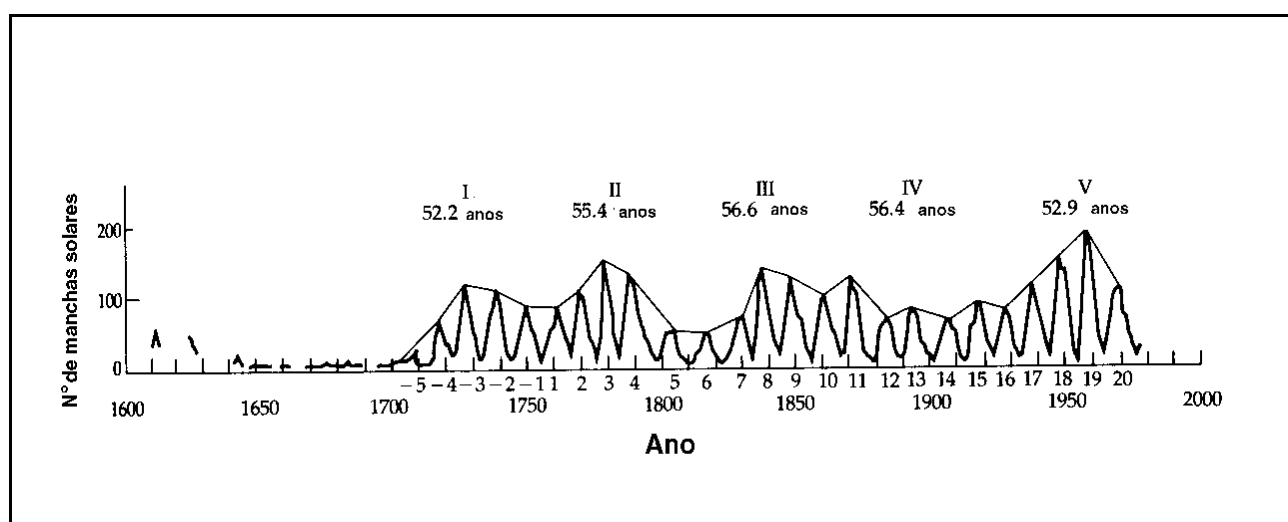
A atividade do Sol, como a ocorrência de erupções conhecidas por **flares** solares, pode mudar drasticamente a energia das partículas do vento. Como o vento solar está associado às linhas de campo magnético, este também varia intensamente. Enquanto que no vento normal, a energia dos prótons e elétrons é da ordem de  $10^3 \text{ eV}$ , durante a ocorrência de um *flare* o vento pode carregar partículas com energia de  $10^7$  a  $10^{10} \text{ eV}$ .

## O ciclo do Sol

A atividade solar corresponde a fenômenos cíclicos ligados à rotação do Sol e à variação do campo magnético. As regiões consideradas ativas, são aquelas áreas do Sol onde ocorrem manchas, proeminências, praias e *flares*.

Como já foi mencionado, as manchas solares estão associadas a fortes campos magnéticos (0,1 a 0,4 T), que inibem o transporte de energia por convecção, e portanto são regiões com temperaturas menores que a fotosférica.

Desde o tempo de Galileu que se realizam contagens do número de manchas solares visíveis. Nota-se um fenômeno cíclico, onde um número máximo de manchas solares é observado a intervalos de 11 anos.

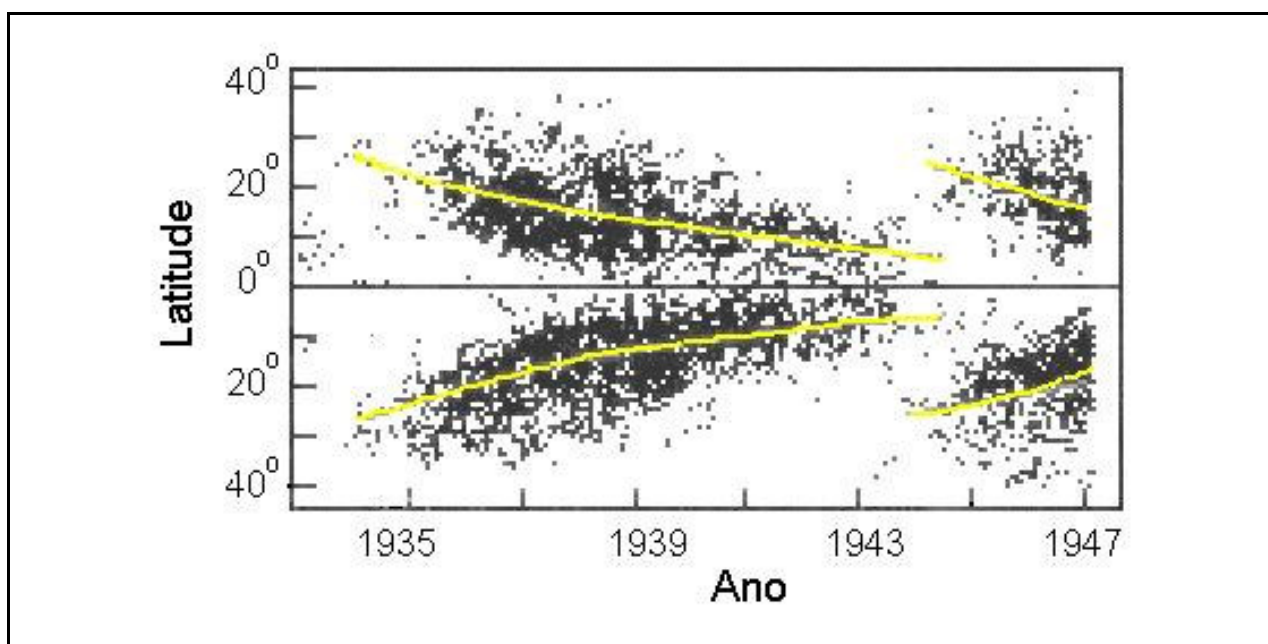


**Figura 10.** Ciclos das manchas solares observados anualmente desde 1600. O período de 60 anos (1645 a 1705) em que não ocorreu atividade solar é chamado de mínimo de Maunder, e provavelmente corresponde a uma fase de mudanças que devem acontecer a intervalos muito maiores.

Neste ciclo do Sol (11 anos) ocorre também uma variação da distribuição das manchas em relação à latitude solar. No início do ciclo as manchas encontram-se preferencialmente nas altas latitudes ( $\pm 35^\circ$ ), na época de pico máximo do ciclo a maioria das manchas encontram-se a  $\pm 15^\circ$ , e finalmente quando o número de manchas diminui no final do ciclo, elas se distribuem em torno de latitudes  $\pm 8^\circ$ .

Os mapas do campo magnético mostram que a intensidade do campo é, de uma forma genérica, da ordem de 0,01 T, aumentando para 0,1 T nas manchas solares. Esses mapas mostram a variação de direção e de força do campo magnético e indicam no Sol a ocorrência de estruturas bipolares. As partes que mostram essas estruturas são chamadas **regiões magnéticas bipolares**.

Na fotosfera ainda aparecem regiões ativas chamadas **fáculas**, que são mais densas e mais quentes que a fotosfera, aparecendo mais brilhantes quando observadas na luz branca.



**Figura 10.** Distribuição das manchas solares em função da latitude. No início do ciclo solar, quando a atividade é mínima, as manchas encontram-se a altas latitudes, com o passar do tempo, elas migram para o equador, até que o ciclo se complete.

Na cromosfera, além dos *flares* já mencionados, ocorrem outras regiões de atividade, como as **praias**, mais brilhantes em  $H\alpha$  e  $Ca II$ , que são as contrapartidas das fáculas, mencionadas anteriormente. Ainda na cromosfera apresentam-se também as **proeminências** ou **filamentos** que apresentam movimentos que acompanham o campo magnético e levam material para a coroa.

Finalmente, destacam-se na coroa solar as regiões chamadas **condensações**, onde a densidade eletrônica é alta e ocorre um aumento da formação das linhas proibidas e linhas ultravioleta, associadas à radiação rádio que varia lentamente.

## EXERCÍCIOS

1. Quais atividades solares ocorrem nas diferentes regiões atmosféricas do Sol:

(a) **Fotosfera** (b) **Cromosfera** (c) **Coroa** :

2. Suponha que você esteja observando uma mancha solar durante uma fase de mínimo de manchas solares. Como identificar se ela corresponde ao final de um ciclo ou se ela corresponde ao início de um novo ciclo do Sol?