

CAPÍTULO 15: O SOL

15-1. Introdução

O Sol é a peça central do Sistema Solar. Vamos estudar nossa estrela mais próxima, antes de iniciarmos um exame detalhado dos planetas e outros corpos menores que os acompanham no espaço. Entender a origem do Sol, dos planetas e corpos menores é o objetivo principal da pesquisa planetária, ou **planetologia**, como veremos neste curso.

A chave para reconhecer que as estrelas são como **sóis**, foi medir as suas distâncias, e assim determinar as suas potências reais emitidas, isto é, as suas **luminosidades**.

Foi a partir do século XIX (1838), que foram efetuadas as primeiras medidas precisas das distâncias das estrelas, através da técnica de triangulação com alta precisão nos dados obtidos.

15-2. Paralaxe Estelar

É a mudança na posição aparente de uma estrela como resultado do movimento orbital da Terra em torno do Sol. É expresso quantitativamente pela metade do ângulo subtendido pelo diâmetro órbita da Terra T_1T_2 perpendicular à linha ligando a estrela e o Sol. Ele é dado por:

$$\theta = (180^\circ - \alpha - \beta)/2$$

onde os ângulos α e β são medidos nas duas posições T_1 e T_2 separadas por 6 meses (junho e dezembro). A distância r da estrela ao Sol pode ser obtido a partir de $a = r\theta$, onde a é o raio da órbita da Terra e θ é expresso em radianos.

A estrela com a maior paralaxe é Alfa Centauri ($\theta = 0,76''$), e portanto a mais próxima a uma distância de

$$a = r\theta \Rightarrow r = \frac{a}{\theta} = \frac{1,496 \times 10^{11} m}{0,76'' \times 4,85 \times 10^{-6} rad} = 4,05 \times 10^{16} m = 2,72 \times 10^5 UA = 4,3 \text{ anos-luz} = 1,3 pc$$

sendo que:

$$1 \text{ radiano} = 57,3^\circ \Rightarrow 1^\circ = 1,745 \times 10^{-2} \text{ rad}$$

$$1'' = 4,85 \times 10^{-6} \text{ rad} \Rightarrow 0,76'' = 3,686 \times 10^{-6} \text{ rad}$$

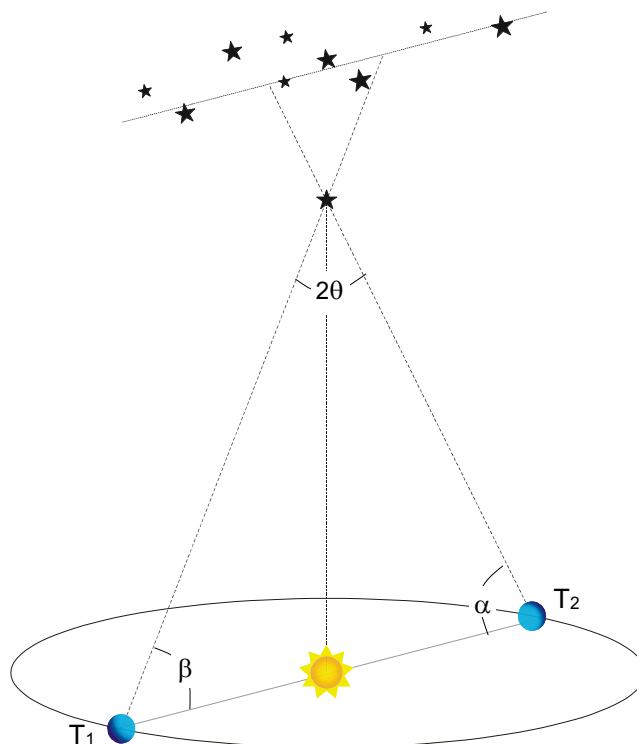


Figura 15-1: Observando a Paralaxe Estelar (o esquema está fora de escala).

15-3. Propriedades Básicas

- $M_{\text{Sol}} \gg 100 M_{\text{planetas}} \cong 2 \times 10^{30} \text{ kg}$ ou $2 \times 10^{27} \text{ ton.}$
- $L_{\text{Sol}} \cong 4 \times 10^{26} \text{ Watts}$ (luminosidade ou quantidade de energia constantemente irradiada pela superfície solar)
- **Diâmetro** $\cong 1,4 \times 10^9 \text{ m}$ ou $109 D_{\text{Terra}}$ (no céu, cerca de $\frac{1}{2}^\circ$)
- $T_{\text{superficial}} \sim 5.800 \text{ K}$
- $T_{\text{núcleo}} \sim 1,5 \times 10^7 \text{ K}$
- $\rho_{\text{médio}} \sim 1,4 \text{ g.cm}^{-3}$
- **Constante solar** (a $1 \text{ UA}^{(1)} \cong 1,5 \times 10^8 \text{ km}$) $\Rightarrow 1.370 \text{ Watts/m}^2$ na Terra
 $1,359 \times 10^6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$
- $P_{\text{rotação}} \approx 25 \text{ dias}$ (no equador)
 $\gg 30 \text{ dias}$ (nos pólos)

O fluxo total, isto é, a energia total irradiada por segundo por cm^2 (lei de Stefan-Boltzmann) é dado por:

$$F = \sigma T^4 \quad (15-1)$$

onde $\sigma = 5,67 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-4} = 5,67 \times 10^{-8} \text{ (W m}^{-2} \text{ K}^{-4})$.

Então, a luminosidade, que é a energia total emitida pela superfície do Sol é:

$$L_{\text{Sol}} = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{ef}}^4 = 3,82 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1} \quad (15-2)$$

onde T_{ef} é definida como sendo a temperatura de um corpo negro que emitiria a mesma energia total que um corpo emissor, como o Sol ou uma outra estrela.

A energia por unidade de tempo e de área recebida num ponto à uma distância d do Sol será:

$$F = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (15-3)$$

A proximidade do Sol permite uma determinação precisa e direta das suas propriedades. Para uma medida de sua massa, a aceleração gravitacional experimentada na Terra pode ser utilizada. A órbita da Terra é quase circular e nós podemos tomar a aceleração radial produzida pelo Sol. Assim temos:

$$a = \frac{GM_{\text{Sol}}}{d^2} \quad (15-4)$$

onde a é a aceleração, G a constante de gravitação ($G \cong 6,673 \times 10^{-11} \text{ N m}^2 \text{ kg}^{-2}$ ou $6,673 \times 10^{-8} \text{ dyn cm}^2 \text{ g}^{-2}$) e d a distância "média" à Terra (1 U.A.).

⁽¹⁾ U.A. $\Rightarrow$ Unidade Astronômica (distância "média" da Terra ao Sol) = $1,49597870 \times 10^{11} \text{ m}$.

Por outro lado, esta aceleração também pode ser expressa cinematicamente:

$$a = \frac{v^2}{d} \quad (15-5)$$

onde v é a velocidade orbital da Terra em torno do Sol.

Esta velocidade pode ser obtida a partir do período orbital e da distância Terra-Sol:

$$v = \frac{2\pi r}{P} = \frac{2\pi d}{1 \text{ ano}} = \frac{2\pi \times 1,496 \times 10^{13} \text{ cm}}{365,25 \text{ dias} \times 86.400 \text{ s}} = 2,9786 \times 10^6 \text{ cm} \cdot \text{s}^{-1} \quad (15-6)$$

Portanto, a massa do Sol pode ser calculada:

$$M_{\text{Sol}} = \frac{v^2 d}{G} = \frac{(2,9786 \times 10^6)^2 \times 1,496 \times 10^{13}}{6,673 \times 10^{-8}} = 1,989 \times 10^{33} \text{ g} \quad (15-7)$$

Um valor mais preciso seria: $M_{\text{sol}} = 1,991 \times 10^{33} \text{ g}$.

O raio R do Sol pode então ser determinado a partir da medida de seu semi-diâmetro (SD) angular:

$$\begin{aligned} SD_{\text{Sol}} &= 15' 59,63'' & 1'' &= 4,848 \times 10^{-6} \text{ rad} \\ & & 1' &= 2,909 \times 10^{-4} \text{ rad} \\ & & 1^\circ &= 1,745 \times 10^{-2} \text{ rad} \end{aligned}$$

$$R_{\text{Sol}} = \frac{SD_{\text{Sol}} \times d}{206265''} = \frac{SD_{\text{Sol}} \times 60}{206265} = 6,960 \times 10^{10} \text{ cm} \quad (15-8)$$

onde o fator 206.265 corresponde ao número de segundos de grau contidos em um radiano.

Se a massa M_{Sol} e o raio R_{Sol} são conhecidos, a gravidade superficial g é calculada a partir da definição:

$$g = \frac{GM_{\text{Sol}}}{R_{\text{Sol}}^2} = \frac{6,673 \times 10^{-8} \times 1,99 \times 10^{33}}{(6,960 \times 10^{10})^2} = 27.413 \text{ cm} \cdot \text{s}^{-2} = 2,74 \times 10^2 \text{ m} \cdot \text{s}^{-2} \quad (15-9)$$

Analogamente, temos que a densidade média pode ser estimada como:

$$\rho_{\text{média}} = \frac{M_{\text{Sol}}}{V_{\text{Sol}}} = \frac{M_{\text{Sol}}}{\frac{4}{3}\pi R_{\text{Sol}}^3} = \frac{1,99 \times 10^{33}}{\frac{4}{3}(6,96 \times 10^{10})^3} = 1,41 \text{ g} \cdot \text{cm}^{-3} \quad (15-10)$$

Define-se velocidade de escape como:

$$v_e = (2g R_{\text{Sol}})^{\frac{1}{2}} = (2 \times 27.413 \times 6,96 \times 10^{10})^{\frac{1}{2}} = 6,177 \times 10^7 \text{ cm} \cdot \text{s}^{-1} \quad (15-11)$$

ou ainda:

$$v_e = \left(\frac{2GM_{\text{Sol}}}{R_{\text{Sol}}} \right)^{\frac{1}{2}} = \left(\frac{2 \times 6,673 \times 10^{-8} \times 1,99 \times 10^{33}}{6,96 \times 10^{10}} \right)^{\frac{1}{2}} = 6,177 \times 10^7 \text{ cm} \cdot \text{s}^{-1} \quad (15-12)$$

O Sol emite radiação térmica aproximadamente como um corpo negro, e então pela lei de Wien, temos:

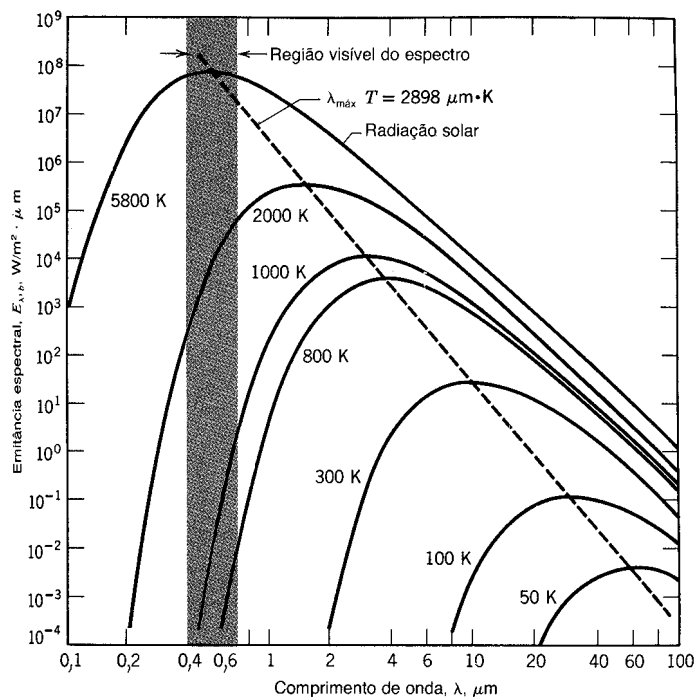
$$\lambda_{\text{max}} = \frac{0,002898 \text{ [m]}}{T} = \frac{0,2898 \text{ [cm]}}{T} = \frac{2.898 \text{ [\mu m]}}{T} \quad (15-13)$$

$$\text{Obs.: } 1 \mu\text{m} = 10^{-6} \text{ m}$$

A radiação solar tem um máximo na curva de Planck em 0,5 μm (luz verde). Assim a temperatura superficial do Sol é

$$0,5 = \frac{2.898}{T} \therefore T = \frac{2.898}{0,5} = 5.796 \text{ K} \quad (15-14)$$

Compare este valor com aquele determinado anteriormente através da constante solar. Quanto mais alta a temperatura da fonte, mais curto é o comprimento de onda no qual a potência máxima é emitida.



$$\text{Lei de Planck: } F_{\lambda} = \frac{(3,74 \times 10^{-8}) \lambda^{-5}}{e^{1,439 \lambda T} - 1}$$

Figura 15-2: Irradiação de Corpo Negro obtida da lei de Planck (1899) – A lei de Planck, que descreve o espectro de emissão térmica, dá o fluxo F_{λ} (em watts/m^2 - equação acima) por centímetro de comprimento de onda. A linha tracejada representa o limite de validade da lei de Wien descrita pela equação (15-13).

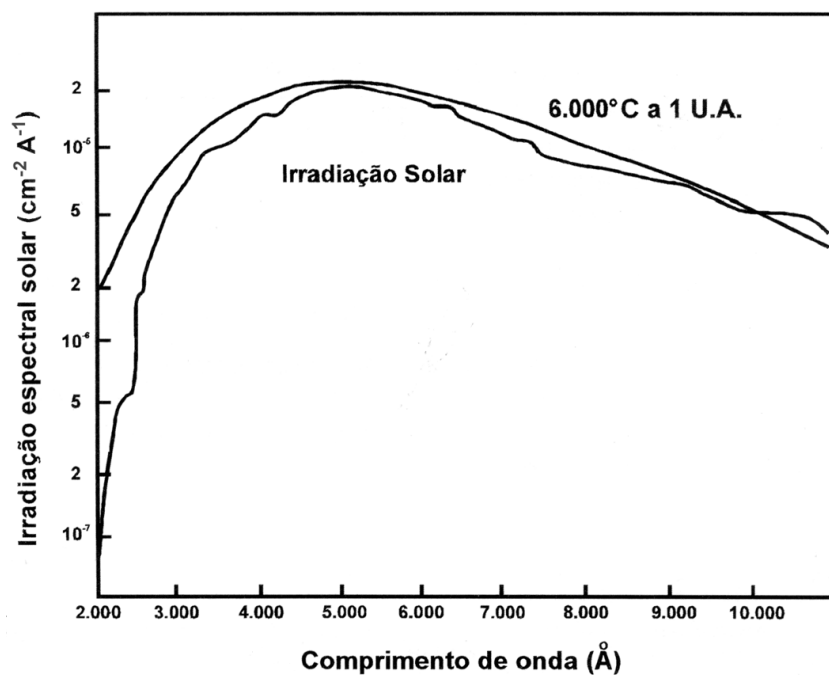


Figura 15-3: Irradiação Solar e Radiação de Corpo Negro obtida da lei de Planck.

15-4. Estrutura do Sol

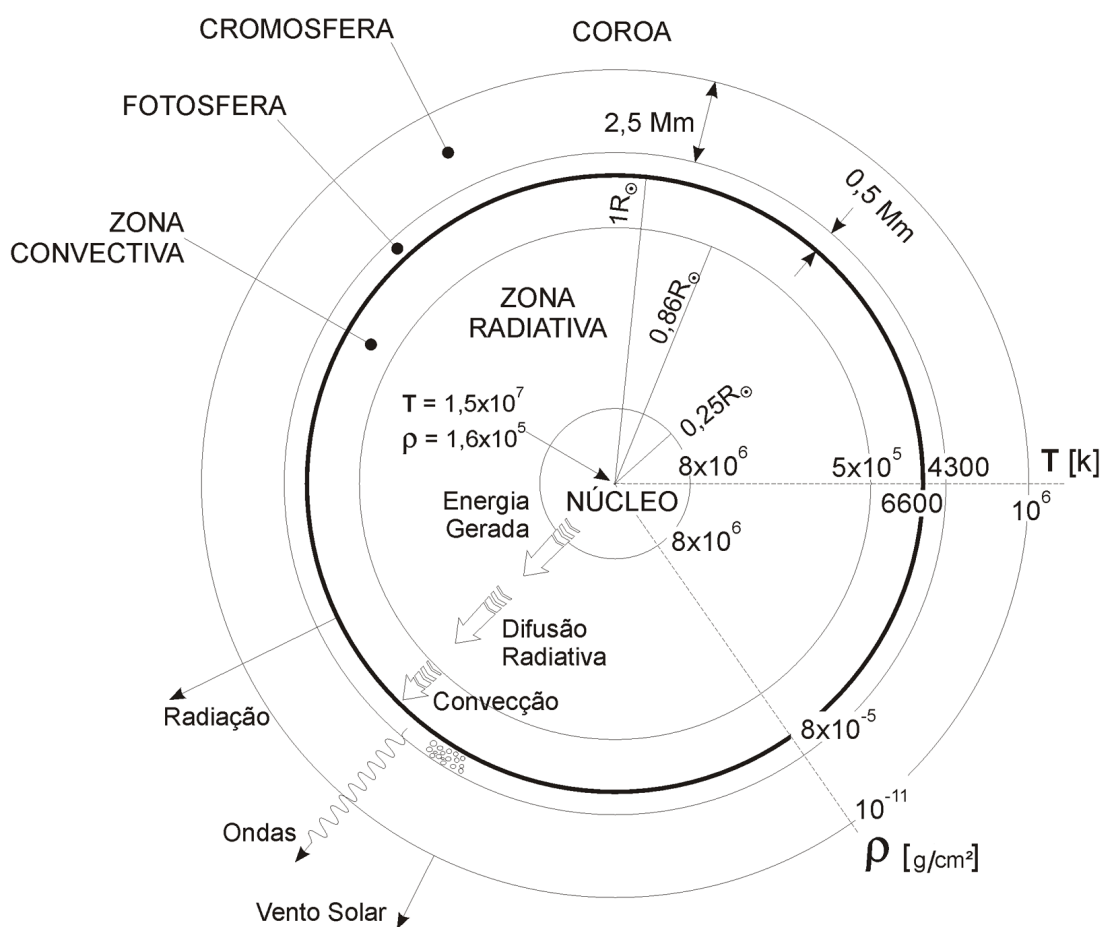


Figura 15-4: Estrutura interna do Sol (diagrama fora de escala).

O Sol pode ser considerado formado pelas seguintes componentes:

a. Fotosfera - é a "superfície" exterior do Sol, que emite quase toda a luz branca.

- distância do centro $\cong 690.000$ km
- densidade $\cong 10^{-8} \text{ g.cm}^{-3}$
- temperatura $\cong 6.000$ K
- energia emitida $\cong 6,5 \times 10^{10} \text{ erg.cm}^{-2}.\text{s}^{-1}$
- espectro: contínuo

Limites - logo abaixo da fotosfera há uma "zona de convecção", onde a matéria está em movimento, conduzindo a energia para fora.

- logo acima da fotosfera está a cromosfera. Define-se o espaço entre ambas como o ponto em que a emissão do espectro contínuo iguala a emissão da linha H_{α} (6563 Å). Na cromosfera, H_{α} > espectro contínuo.

Fenômenos - granulação
- manchas solares

b. Cromosfera - região acima da fotosfera, visível em eclipses durante um tempo muito curto, de cor avermelhada, devido ao H_{α} . É uma faixa muito estreita, de transição entre a fotosfera e a coroa.

- distância do centro aproximadamente 690.000 km
- espessura aproximadamente 6.000 km
- temperatura: varia de 6.000 K a 1.000.000 K, com a altura
A temperatura varia em patamares, e não continuamente
Logo após a fotosfera, a temperatura cai, depois sobe
- espectro: varia com a altura ; descontínuo domina
As seguintes linhas são observadas em função da altura:
 H_{α} (6563 Å) - 12.000 km acima da fotosfera
 H_{β} (4861 Å) - 9.000 km acima da fotosfera
 H_{γ} (4340 Å) - 8.000 km acima da fotosfera
 H_{37} (3646 Å) - 500 km acima da fotosfera
- densidade: decresce exponencialmente com a altura

Limites - a cromosfera se inicia no local em que a emissão do H_{α} domina o espectro; e termina no limite com a coroa, onde a emissão do H_{α} praticamente desaparece.

Fenômenos - espículos = cabelos
- plages = faculae = praias
- grânulos (diferentes dos da fotosfera)

c. Coroa - região superior que se estende a enormes distâncias do Sol, somente visível durante eclipses, pois emite luz muito fraca.

- distância do centro: 700.000 km até o infinito
- temperatura: o valor obtido depende do método empregado:
Alargamento de linha - 2.000.000 K
Gradiente de densidade - 1.600.000 K

Ondas de radio - 1.500.000 K

Equilíbrio de ionização - 750.000 K

- espectro: linhas de Fe, Ca, Al, Si, P, N e ainda muitas outras linhas desconhecidas
- densidade de elétrons $\cong 10^9 \text{ cm}^{-3} \rightarrow 10^4 \text{ cm}^{-3}$ a $10 R_o$
- energia emitida: um milionésimo do total emitido pelo Sol
- absorção: absorve emissões de rádio seletivamente, de acordo com a densidade

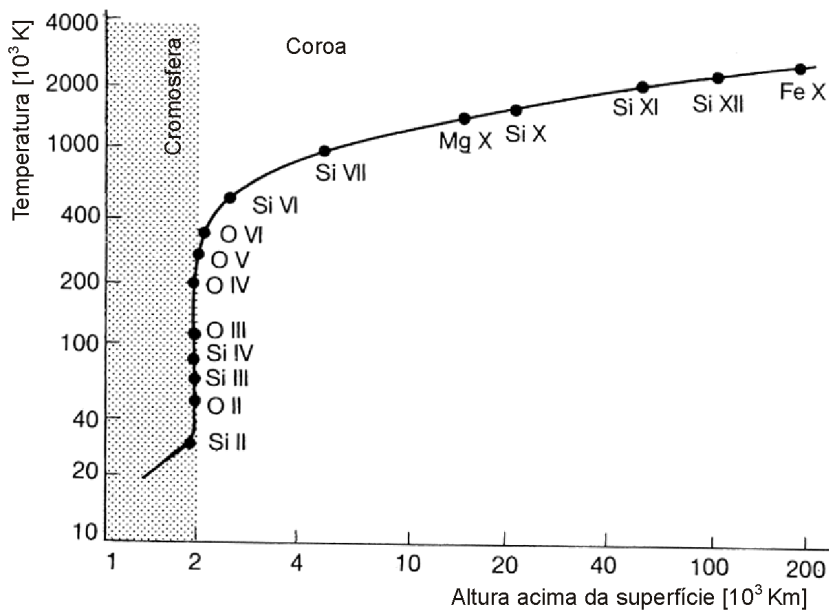


Figura 15-5: A presença de linhas espectrais de átomos altamente ionizados no espectro coronal, mostra que a temperatura da coroa tem que ser altíssima.

15-5. Atmosfera Solar

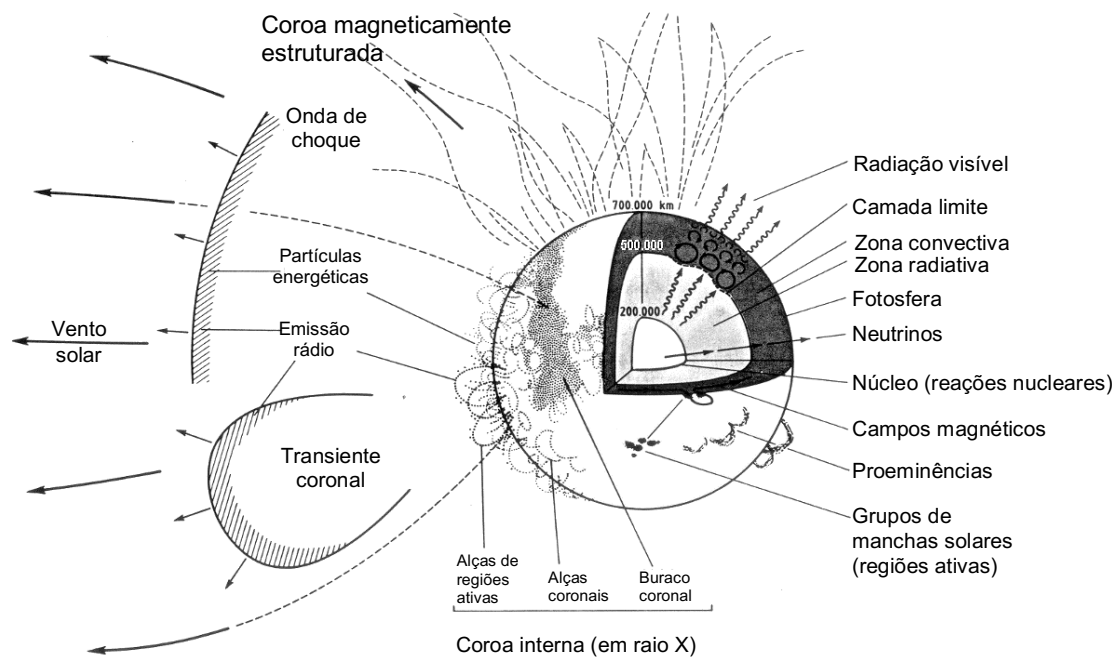


Figura 15-6: Esboço mostrando alguns dos principais fenômenos solares e heliosféricos.

Disco Solar (“Superfície”)

Vemos uma região onde a atmosfera solar é opticamente fina e, portanto, a profundidade óptica aumenta; inversamente, nas regiões opticamente espessas, a profundidade óptica diminui.

A atmosfera solar muda de opticamente fina para opticamente espessa em apenas 500 km. Esta distância é relativamente pequena ($\sim 0,07\%$ do raio solar), dando a aparência de um contorno nítido do Sol ou **fotosfera** (definida como sendo onde a profundidade óptica em $5.000 \text{ \AA}$ é unitária).

A temperatura efetiva da fotosfera pode ser determinada pela aproximação de Eddington:

$$T_{ef} = T_{\tau=2/3} = 5.770K \quad (15-15)$$

e a profundidade óptica dada por:

$$\tau_{\lambda} = \int_0^s \kappa_{\lambda} \rho \, ds \quad (15-16)$$

onde $\kappa \text{ (cm}^2 \text{ g}^{-1}\text{)}$ é o coeficiente de absorção ou opacidade. No topo da atmosfera $T = 4853 \text{ K}$

A opacidade de um gás depende da sua composição, densidade e temperatura.

Na fotosfera solar, onde a densidade é $\rho = 2,5 \times 10^{-7} \text{ g.cm}^{-3}$, a opacidade (em $\lambda = 5.000 \text{ \AA}$) é $\kappa_{5000} = 0,264 \text{ cm}^2.\text{g}^{-1}$.

Vamos determinar a distância característica percorrida por um fóton neste nível da fotosfera antes de ser removido do feixe

$$\ell = \frac{1}{\kappa_{\lambda} \rho} = \frac{1}{\kappa_{5000} \rho} = \frac{1}{0,264 \frac{\text{cm}^2}{\text{g}} \times 2,5 \times 10^{-7} \frac{\text{g}}{\text{cm}^3}} = 1,52 \times 10^7 \text{ cm} = 152 \text{ km} \quad (15-17)$$

A profundidade óptica é uma função não somente da distância que um fóton deve viajar até a superfície do Sol, como também a opacidade depende do comprimento de onda do material. Conseqüentemente, fótons podem se originar ou serem absorvidos em diferentes profundidades físicas na atmosfera, dependendo dos seus comprimentos de onda.

Cromosfera: Intensidade de 10^{-4} daquela da fotosfera.

- Estende-se 2.000 km acima da fotosfera. A densidade relativa cai de 10^4
- A temperatura aumenta de 4.400 K para $\sim 25.000 \text{ K}$

Região de Transição: Acima da cromosfera, a temperatura sobe rapidamente, alcançando mais de 10^6 K em somente algumas poucas centenas de quilômetros.

Coroa

Quando a Lua oculta completamente a fotosfera, durante um eclipse solar total, a radiação proveniente de uma coroa difusa se torna visível.

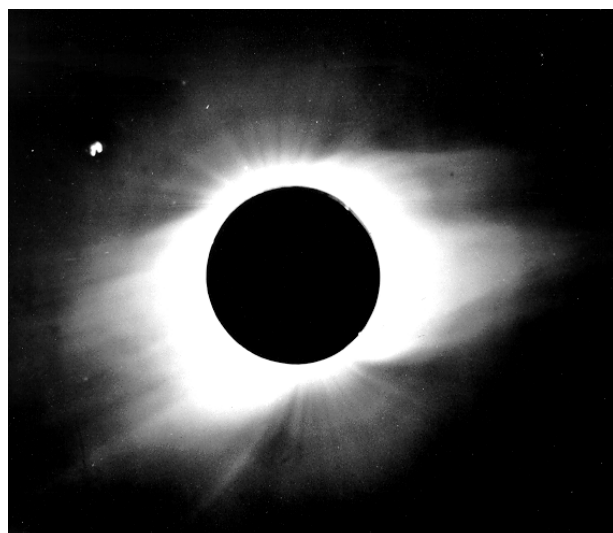


Figura 15-7: A coroa solar e a sonda Pioneer 5 durante o eclipse solar total de 30 de maio de 1965. A imagem da coroa solar pode indicar a configuração do campo magnético solar, através dos raios que podem ser vistos emergindo dos pólos norte e sul do Sol (foto tirada pela NASA durante a expedição aerotransportada do eclipse solar total de 1965).

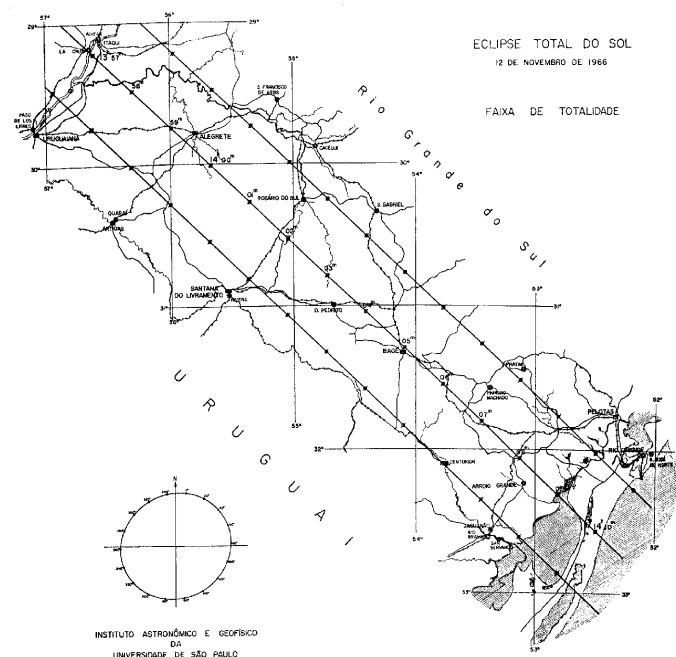
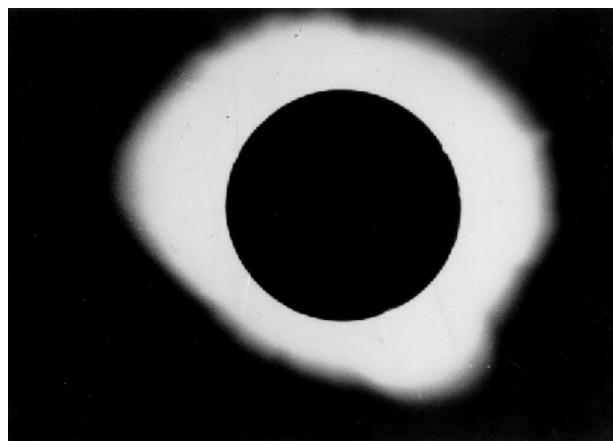


Figura 15-8: Eclipse total do Sol de 12 de novembro de 1966, inteiramente visível no sul do Brasil. Detalhes à respeito deste eclipse foram publicados, na época, em separata, pelo IAG-USP.

A coroa, localizada acima da região de transição, se estende para fora no espaço por vários raios solares e tem uma liberação de energia cerca de 10^6 vezes menos intensa do que aquela da fotosfera. Devido a densidade da coroa ser tão baixa ($\sim 10^5$ partículas. cm^{-3}), ela é essencialmente transparente à maior parte da radiação eletromagnética (com exceção das ondas longas de rádio) e não está em equilíbrio termodinâmico local (ETL). Para gases que não estão em ETL, uma temperatura absoluta não é estritamente definível.

Porém, pode-se inferir valores de temperatura na coroa, a partir da observação da presença de elementos químicos na mesma. Por exemplo, a presença de linhas do Fe XIV no espectro atômico, indica temperaturas maiores do que 2×10^6 K (na coroa E que se sobrepõe às coroas K e F).

Ao contrário da fotosfera, a coroa solar é uma fonte de radiação em comprimentos de onda de rádio. A variação na forma da coroa, assim como em outras atividades solares, é devido à estrutura dinâmica do campo magnético solar.

Vento Solar

O vento solar é um fluxo contínuo de íons e elétrons que escapa do Sol e se move através do espaço interplanetário.

Consequências do vento solar produzido, na Terra: **auroras (boreal e austral) e Tempestades Magnéticas.**

Os cinturões de radiação de Van Allen proporcionam a interação entre os íons do vento solar e o campo magnético terrestre.

Características do vento solar a 1 U.A.: Velocidade = 300 km.s^{-1} a 800 km.s^{-1}
Temperatura cinética = $1,4 \times 10^5 \text{ K}$ (elétrons)
 $1,2 \times 10^5 \text{ K}$ (prótons)
Densidade de íons = 7 cm^{-3}
Diâmetro da Heliopausa = $\sim 80 \text{ U.A.} - 170 \text{ U.A.}$

A região do espaço onde a atmosfera do Sol combina-se com o espaço interestelar. A posição da heliopausa depende da intensidade do vento solar e das propriedades locais do meio interestelar

15-6. Manchas Solares

A mancha solar é um fenômeno fotosférico; observa-se com luz integrada, como uma figura mais escura do que a superfície solar e, portanto, é mais fria do que o resto da superfície (uns 2.000 K de diferença).

Morfológicamente, possui duas partes: umbra e penumbra. A umbra é central, mais escura. A penumbra é mais clara e aparece estriada. Há um limite bem nítido entre a umbra e a penumbra.

As manchas duram de poucas horas até cerca de 2 meses. Crescem rapidamente em 1/3 de sua vida, atingindo a área máxima. Depois diminuem de tamanho. Podem aparecer sozinhas e em grupos. Há uma grande tendência para a aparição em pares, na mesma latitude, com uma separação da ordem dos diâmetros. Posteriormente, elas tendem a se afastar.

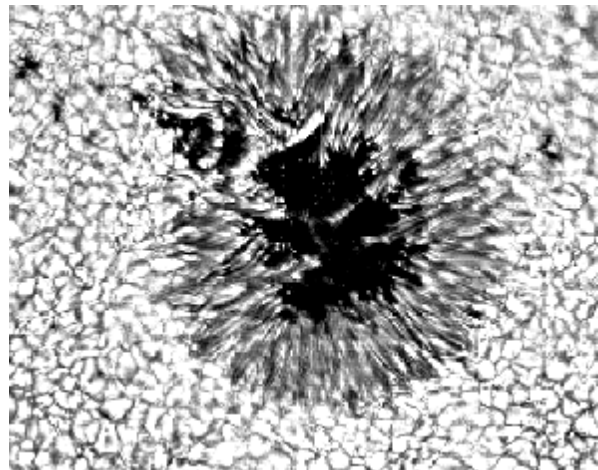


Figura 15-9: Mancha solar imageada com um filtro H α .

Manchas típicas têm raio de 10.000 km.

Há manchas de até 50.000 km, que apresentam forma distorcida e irregular.

As manchas ocorrem principalmente entre as latitudes de 30° e 8° e -30° e -8° . A frequência de aparição de manchas varia com um período de aproximadamente 11 anos, que é chamado de "ciclo solar". No início de um ciclo, as manchas aparecem no norte e no sul, a aproximadamente 30° . Depois, aparecem manchas mais próximas do equador, e 4,5 anos depois do início, a frequência de aparição das manchas é máxima, a 16° do equador. Daí a mais 4,5 anos, começam a aparecer manchas na latitude de 30° , e as próximas do equador, são cada vez menos frequentes. Daí a mais uns dois anos não são observadas manchas perto do equador, e o ciclo se repete.

Na época de máximo do ciclo solar (quando há mais manchas) há aumento de outros fenômenos solares (flares, prominências).

Nas manchas solares há sempre fortes campos magnéticos, cujo valor máximo depende do raio máximo da mancha:

Raio (km)	3.000	5.000	8.000	11.000	15.000	20.000
Campo Magnético (gauss)	500	1.000	1.500	2.000	2.500	3.000

Raramente o campo magnético é superior a 3000 gauss, mesmo para manchas maiores.

Quando duas manchas aparecem próximas, têm polaridades opostas (90% dos grupos de manchas são bipolares).

Em geral, durante um ciclo, no hemisfério norte sempre a mancha que está na frente do grupo tem a mesma polaridade; no hemisfério sul, a polaridade é oposta à do norte. A polaridade é invertida em cada ciclo solar. Só 3% dos grupos têm polaridade que não obedece à esperada (ver Fig. 15-14).

Observou-se que há fluxo de matéria para fora das manchas. No limite da mancha o material flui com velocidade média de $\sim 2 \text{ km.s}^{-1}$ (efeito *Evershed*, ver abaixo).

Existe uma estrutura celular da fotosfera solar visível a alta resolução espacial, chamada de granulação, observada recentemente, mesmo na umbra da mancha.

Existem pequenas manchas solares sem penumbra (poros). Poros maiores do que uns 5" de arco (umas 3 vezes o diâmetro da granulação fotosférica) já começam a mostrar uma penumbra. Fotografias na região violeta do espectro mostram que as manchas solares são cercadas por regiões mais brilhantes. Quando o grupo de manchas está bem desenvolvido, essas manchas formam um anel irregular.

Todas as manchas solares começam a partir de poros, no primeiro dia já adquirem penumbra. Embora a penumbra seja bem separada da umbra, geralmente ela contém projeções da umbra, filamentos e detalhes brilhantes. Algumas vezes os filamentos escuros da penumbra penetram na fotosfera exterior à mancha. Os filamentos escuros podem durar até várias horas. Supõe-se que os filamentos poderiam ser devidos ao movimento de matéria da umbra; nesse caso seriam estruturas tubulares, e durariam o tempo necessário para que o material (uma porção de matéria) passasse da umbra à fotosfera. Isso estaria relacionado ao efeito *Evershed*.

A granulação existe nas manchas e poros; mas é diferente, já que parece ser um pouco mais espaçada e com tempos de vida enormes em comparação com as outras, comuns: comuns - 10 min.; da umbra até 100 min. São também menores: granulação facular - 2 horas.

No interior da umbra, atravessando-a, pode haver "*light bridges*" - partes, claras, finas, granuladas. Aparecem geralmente no final da vida da mancha, e podem anunciar a divisão em dissolução da mancha.

Observando-se o movimento de rotação solar, e o conseqüente movimento das manchas solares, nota-se que a largura da penumbra aparente diminui mais rapidamente quando está mais longe do limbo, do que perto. Isso é ilustrado na figura abaixo onde o $A'N' < AN$. Esse efeito, chamado de efeito Wilson, está relacionado à estrutura tridimensional da mancha.

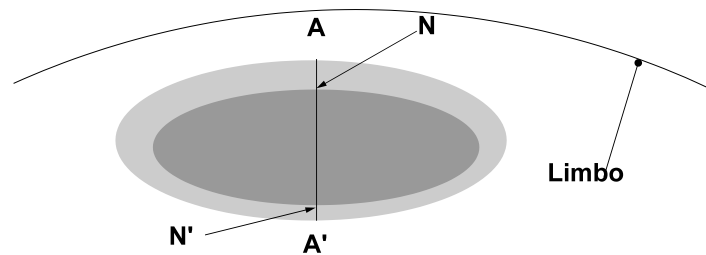


Figura 15-10: Efeito Wilson de assimetria na geometria espacial da mancha solar nas proximidades do bordo (diagrama fora de escala).

Temperatura da umbra em função do diâmetro

diâmetro (")	10"	20"	30"	40"	50"	60"	0" (fotosfera)
D (10 ³ km)	7,251	4,5	21,7	29	36	44	0
T _{ef} (K)	5200	4700	4300	4200	4100	4000	5800

	Condutividade elétrica (e.s.u.)	Resistividade (Ω.m)
umbra	10 ¹⁰ a 10 ¹¹	10 ⁸ - 10 ⁷
fotosfera	10 ¹¹ a 10 ¹³	10 ⁷ - 10 ⁵
solução saturada de NaCl (15 °C)	1,8 x 10 ¹¹	5 x 10 ⁶
Mercúrio	9,6 x 10 ¹⁵	94

Efeito Evershed: evidência espectrográfica de que o movimento dos gases na penumbra das manchas solares é radialmente para fora. As velocidades radiais são maiores próximo do limbo solar e menores no centro do disco. A velocidade na fronteira da mancha com a fotosfera não é nula; no centro da penumbra, 2 km/s. Na fronteira da umbra com a penumbra, 1 km/s e cai a zero na borda externa da penumbra.

A velocidade máxima do efeito *Evershed* é proporcional ao tamanho (raio) da umbra:

$$v = 0,12 a + 0,56 \text{ [km/s]}, \text{ onde } a \text{ é o raio em segundos de arco.}$$

Em manchas grandes, o ponto de velocidade máxima fica dentro da penumbra, e em pequenas, fora.

Na cromosfera, há um movimento para dentro da mancha, apesar disso, não se nota perturbação alguma da granulação fora da mancha.

A velocidade é maior a grandes profundidades da fotosfera ou alturas, na cromosfera.

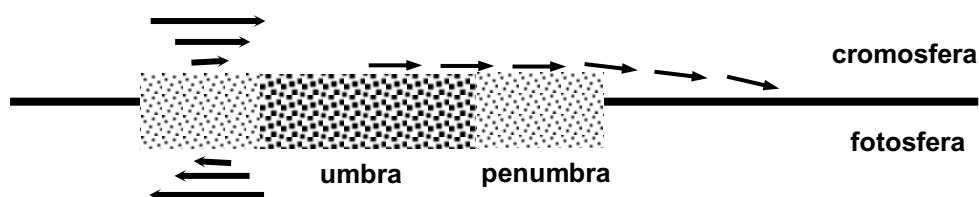


Figura 15-11: Efeito *Evershed* (diagrama fora de escala).

Fenômenos Relacionados às Manchas

Faculae, visíveis com luz integrada, sempre são encontradas junto a manchas. São bem visíveis perto do limbo. Da mesma maneira, é raro observar *faculae* sem manchas solares associadas - exceto nos pólos. Também poros estão em geral associados à *faculae*. Talvez o material da *faculae* fique acima das manchas (a uma altura ~ 1.200 km), segundo Lenghead e Brag.

Faculae cromosféricas estão igualmente associadas às manchas. Têm uma vida maior do que as manchas solares. Aparecem algumas horas antes do aparecimento de manchas. Inicialmente, concentram-se em regiões muito compactas, visíveis com a linha K (3934 Å) do Ca II; depois se espalham por toda a área do grupo de manchas.

As “*light-bridges*” que atravessam manchas parecem ser iguais às *faculae*.

Em regiões não perturbadas do Sol, são visíveis elementos escuros, redondos, na cromosfera, distribuídos ao acaso. Na proximidade de manchas, no entanto, eles se deformam e se orientam. Suas dimensões se tornam de $\sim 1.500 \times 20.000$ km. Podem formar estruturas, por sua orientação, de quatro tipos: a) uma estrutura confusa, desordenada, no caso de grupos de manchas complexas; b) uma estrutura semelhante a limalha de ferro sobre um ímã, no caso de grupos bipolares; c) uma estrutura de redemoinho, no caso de manchas isoladas; d) uma estrutura radial, também no caso de manchas isoladas. A interpretação pode ser magnética ou hidrodinâmica.

Campo Magnético em Manchas

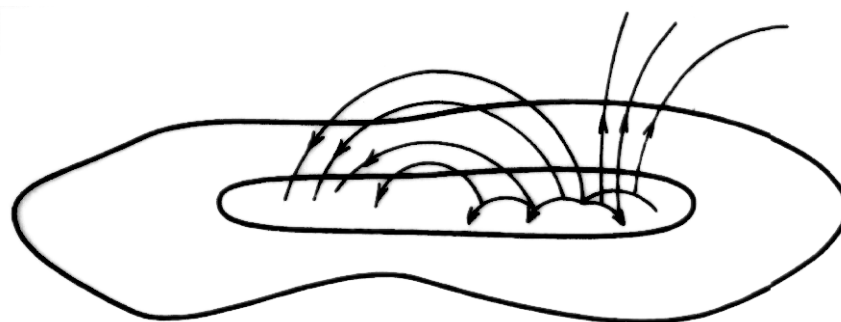


Figura 15-12: Campo magnético em manchas (diagrama fora de escala).

O campo magnético é simétrico em relação ao eixo central da mancha. O valor máximo do campo é no centro da umbra, onde as linhas de força são verticais. No limite entre a penumbra e a fotosfera, o ângulo das linhas de força com a vertical é de 70° , e o campo muito pequeno. Na umbra, o campo é praticamente constante. No limite da penumbra, o campo é em geral de 300 gauss, para manchas grandes ou pequenas.

Nos lugares onde o campo é máximo, a intensidade luminosa emitida é máxima.

Acima das manchas, o campo diminui aproximadamente $0,5$ gauss/km.

Foram observadas linhas de força horizontais na umbra, ainda não explicadas perfeitamente. Parece que em algumas manchas há linhas de força que saem e entram na mesma umbra.

Evolução de Manchas, e Fenômenos Relacionados

Dia	Manchas Solares	Faculae	Flares	Campo magnético	Filamentos	Coroa
1		Aparece um ponto brilhante, visível em H_{α} , K, e no caso de estar perto do limbo em luz branca.		A componente longitudinal do campo cresce até uma intensidade > 50 Gauss.		
2	Aparece a primeira mancha, no lado oeste da região facular.	Faculae aumentam, em tamanho e brilho.				Brilho aumenta em $\lambda 5303$ e luz integrada.
3	Outra (ou outras) manchas, de polaridade oposta aparecem no lado leste.	Faculae continuam a aumentar, principalmente em K.		A área ocupada pelo campo aumenta.		Brilho continua a aumentar.
4	Mancha principal (oeste) forma penumbra.	Cobrem uma área cada vez maior em torno das manchas.	São observadas as primeiras flares.	O campo se torna claramente bipolar, e sua área aumenta.	Aparecem filamentos pequenos e instáveis, perto da mancha principal.	Brilho ainda aumenta. Aparece emissão na linha $\lambda 5694$.
5	Outras manchas formam penumbra. Aparecem numerosas manchas pequenas, em torno das maiores (até 20).		Atividade de flares cresce.			Aparecem condensações em forma de loops, visíveis em H_{α} e $\lambda 5303$.
6-13	O grupo atinge sua área máxima.	O brilho continua aumentando.	Atividade de flares atinge o máximo.	Área do campo magnético continua crescendo.		Condensações e movimentos violentos, visíveis em H_{α} , $\lambda 5303$, $\lambda 5694$ e luz branca.
14-30	Desaparecem todas as manchas, exceto a principal (oeste).	Faculae K são agora muito extensas, mas em H_{α} começam a se desintegrar.	Diminui a atividade de flares.	O fluxo magnético atinge seu valor máximo.	Aparece um filamento estável, $L \approx 50.000$ km, que aponta para a mancha sobrevivente.	Corona ainda brilha em $\lambda 5303$, mas começa a decair em luz branca.
30-60	Lentamente, desaparecem as manchas sobreviventes.	Diminui o brilho em H_{α} e K.		O campo ainda é detectável, mas mostra agora uma distribuição irregular.	Filamento aumenta em comprimento, devido à rotação, e divide o grupo em dois.	Diminui o brilho em $\lambda 5303$.
60-100		O brilho em H_{α} desaparece. Faculae em K se desintegram.		O campo ainda é detectável. Pode durar mais 100-250 dias.	Filamento alcança comprimento máximo. Está quase paralelo ao equador. Desintegra-se junto com o campo.	

15-7. O ciclo Solar

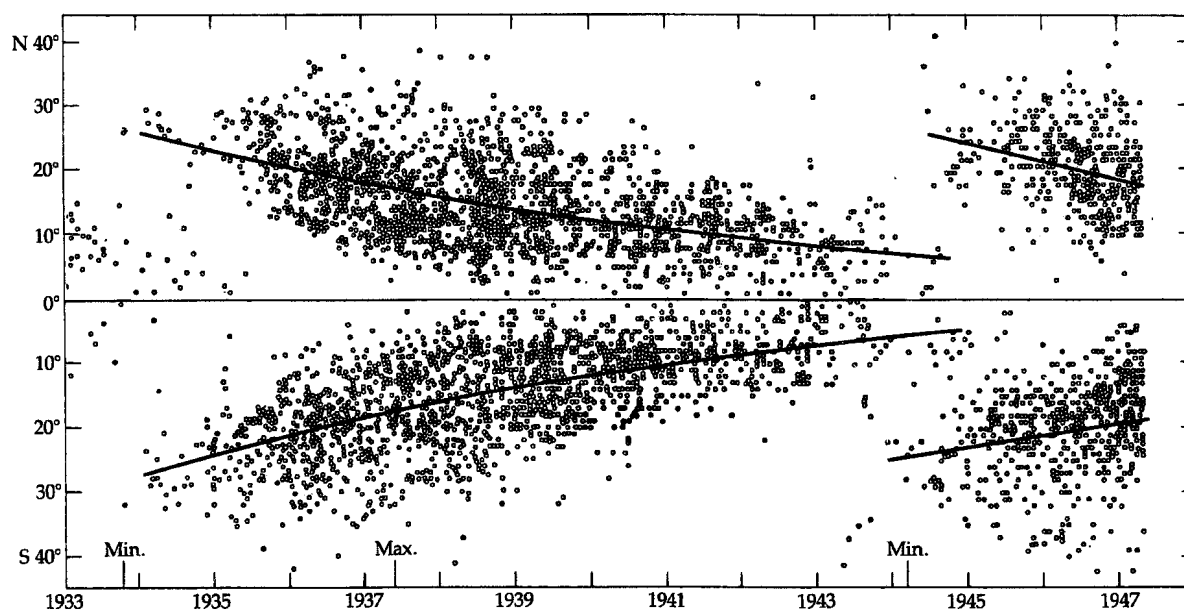


Figura 15-13: *Ciclo de 11 anos* - O número de manchas e a emissão em 10 cm atingem valores mínimos no começo de cada ciclo; depois crescem em fase até o máximo, declinando novamente ao mínimo ao cabo de 11,2 anos em média. O nível máximo de atividade varia de um ciclo para outro. No começo do ciclo, quando a quantidade de manchas é mínima, poucas aparecem em altas latitudes heliográficas (acima de 30°) nos dois hemisférios. À medida que o ciclo vai evoluindo as manchas começam a aparecer cada vez mais perto do equador. Esse comportamento é ilustrado através do diagrama da borboleta na parte superior da figura.

Manchas Solares - foi Galileu (~1610) quem fez a primeira observação telescópica de manchas solares. Observações confiáveis realizadas durante os dois últimos séculos indicam que o número de manchas solares é aproximadamente periódico, variando de um mínimo a um máximo e passando por um mínimo novamente em aproximadamente 11 anos. A latitude média da formação das manchas solares também é periódica, novamente em um ciclo de 11 anos. As manchas solares tipicamente sobrevivem não mais do que um mês. Durante sua vida, uma mancha solar permanecerá a uma latitude constante, embora sucessivas manchas solares tendam a se formar em latitudes progressivamente mais baixas, movendo-se dos pólos para o equador. À medida que as últimas manchas solares de um ciclo desaparecem próximo do equador solar, um novo ciclo tem início próximo de $\pm 40^\circ$ (norte e sul) do equador. As manchas solares estão geralmente localizadas em grupos. O maior número de manchas (máximo das manchas solares) tipicamente ocorre em latitudes intermediárias.

A chave para se compreender as manchas solares está nos seus fortes campos magnéticos, cuja intensidade é de milhares de gauss e polaridade; podem ser medidas através da observação do efeito Zeeman, (separação de linhas espectrais resultante da passagem de um feixe de luz através de um campo magnético). A reversão de polaridade sempre ocorre durante o mínimo de manchas solares, quando as primeiras estão começando a se formar nas latitudes mais altas.

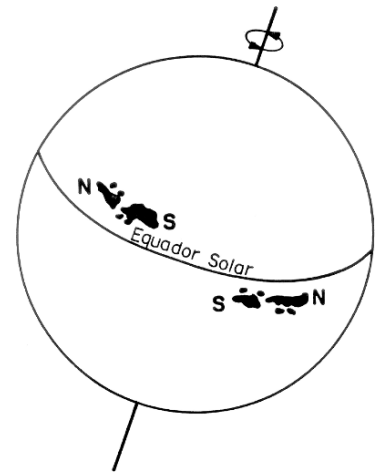
Por esta razão, o Sol é dito ter um “ciclo de 22 anos” quando as polaridades do campo magnético são consideradas.

Para entender todos os fenômenos associados com o ciclo solar de 22 anos, devemos entender o mecanismo de geração do campo magnético solar e sua interação com os gases ionizados do interior e da atmosfera solar.

A aparência escura das manchas solares é devido às suas temperaturas mais baixas (3.700 K), comparadas com a temperatura efetiva do Sol de 5.770 K.

Quando existe um número elevado de manchas solares, a luminosidade solar é diminuída de cerca de 0,1%.

Figura 15-14: O ciclo de 22 anos - Numa mancha, as duas polaridades magnéticas geralmente se dispõem ao longo de uma linha quase paralela ao equador. Como as manchas giram com o Sol, pode-se distinguir a polaridade que vai a frente e a que vai atrás. Dentro de um ciclo de 11 anos, em todas as manchas de um dado hemisfério solar, a polaridade que vai a frente é a mesma (S, por exemplo). Em todas as manchas do outro hemisfério a polaridade que vai a frente será invertida (N, no caso da figura). Mais ou menos no meio do ciclo, quando a atividade é máxima, o campo polar se anula e inverte de polaridade. No ciclo seguinte as polaridades das manchas estarão invertidas. Portanto o ciclo magnético é de 22,4 anos.



Erupções Solares – São eventos que liberam entre 10^{24} e 10^{32} ergs de energia em intervalos de tempo variando de alguns minutos a mais de uma hora. As dimensões físicas de uma erupção são descomunais, com uma erupção grande alcançando 100.000 km em comprimento. Nas erupções maiores, as partículas carregadas ejetadas (principalmente prótons e núcleos de hélio, podem alcançar a Terra em 30 minutos provocando interferência nas comunicações e criando um problema muito sério para os astronautas, devido à radiação cósmica solar composta de prótons acelerados a altíssimas velocidades.

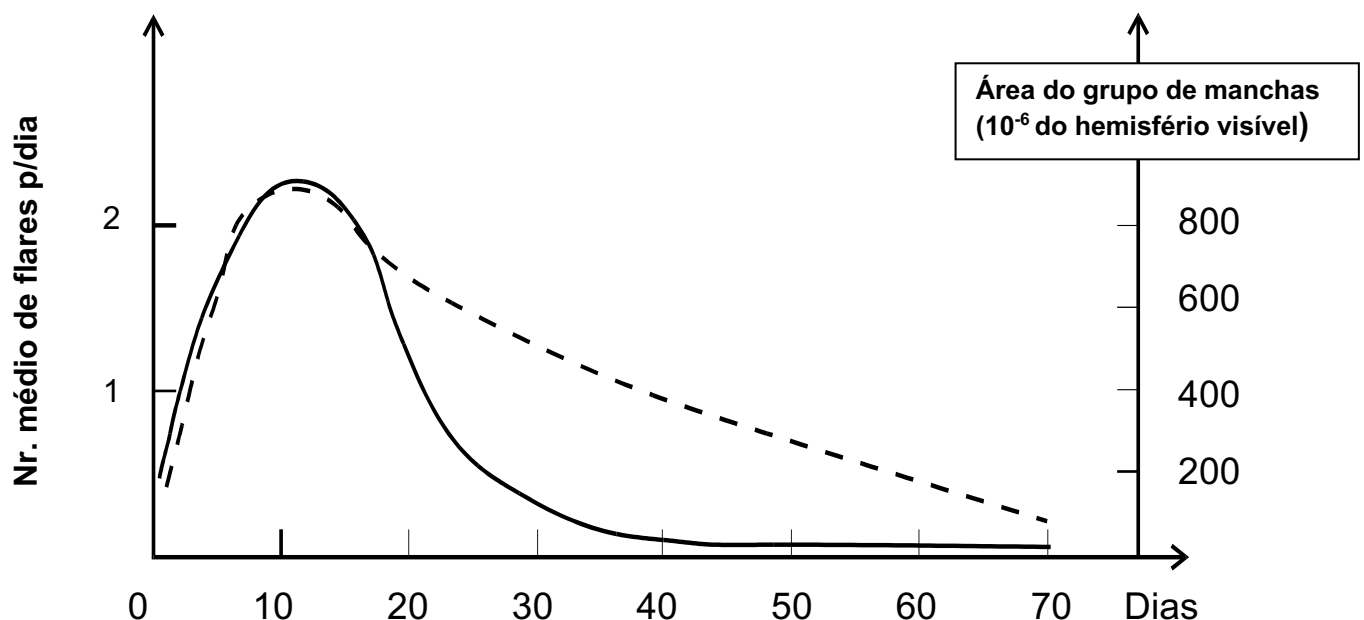


Figura 15-15: Relação entre atividade de flares e área do grupo de manchas solares.

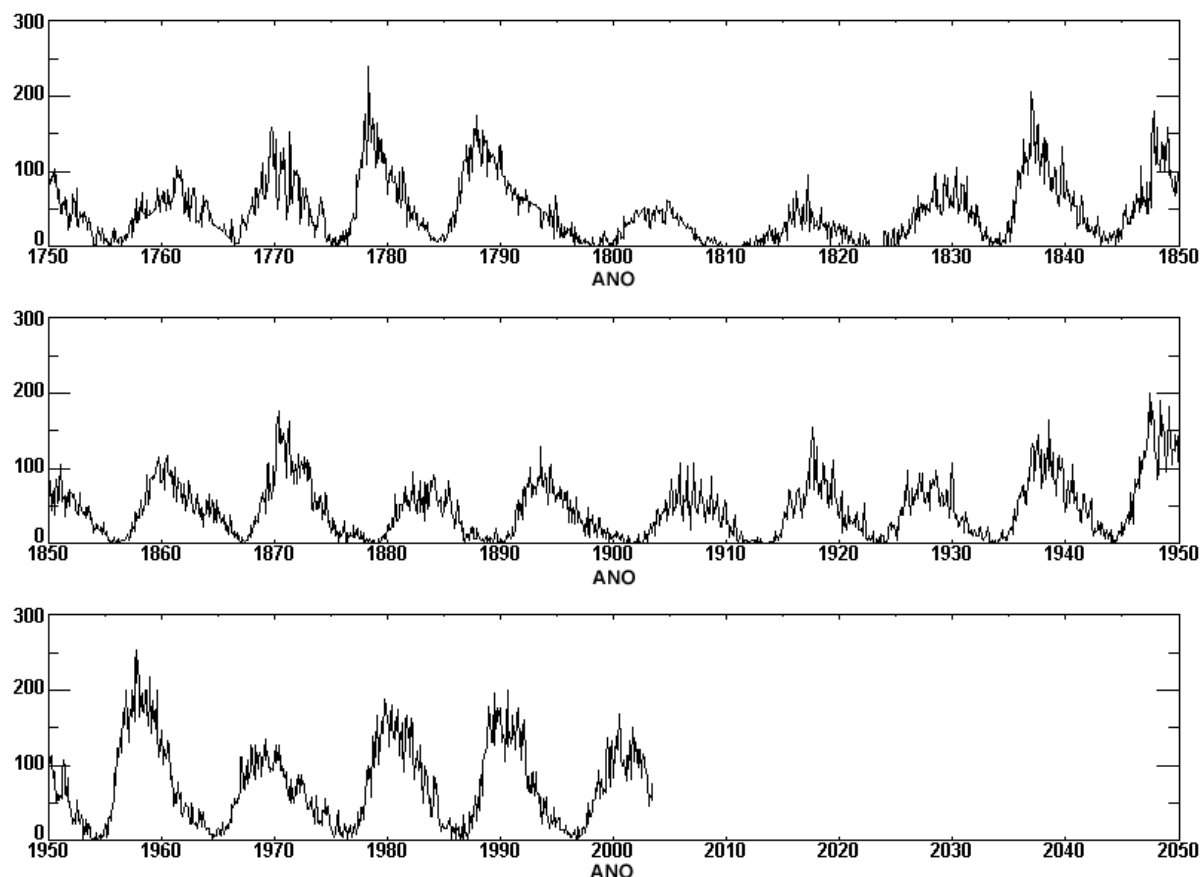


Figura 15-16: Média mensal do número de manchas solares.

15-8. Exercícios

Exercício 15.1

Entre no portal <http://www.spaceweather.com/java/archive.html> com as seguintes datas: 30/mayo/1965 (ref. Figura 15-7), 12/nov/1966 (ref. Figura 15-8) e 20/mayo/1947. Imprima os correspondentes gráficos de número de manchas solares. O que se pode concluir sobre o ciclo solar naquelas épocas?

Exercício 15.2

Na construção de uma câmera fotográfica, tipo “caixa”, para observação do Sol, foi utilizada uma lente convergente de 20 cm de diâmetro e 20 cm de distância focal para “queimar” uma placa fotográfica colocada no plano focal da lente, cujo eixo óptico era paralelo aos raios do Sol.

Sabe-se que a intensidade da radiação solar na superfície da Terra é da ordem de 500 W/m^2 , que o diâmetro do Sol é de $1,4 \times 10^6 \text{ km}$ e que a distância do Sol à Terra é de $149 \times 10^6 \text{ km}$.

Qual a densidade superficial de energia incidente por unidade de tempo na placa fotográfica, na região da imagem?

Supor que não há absorção nem reflexão na lente, que não há aberrações cromáticas e nem esféricas e que a densidade de energia na imagem é uniforme.

Haverá “absorção” de quantidade de movimento pela lente? Justificar.

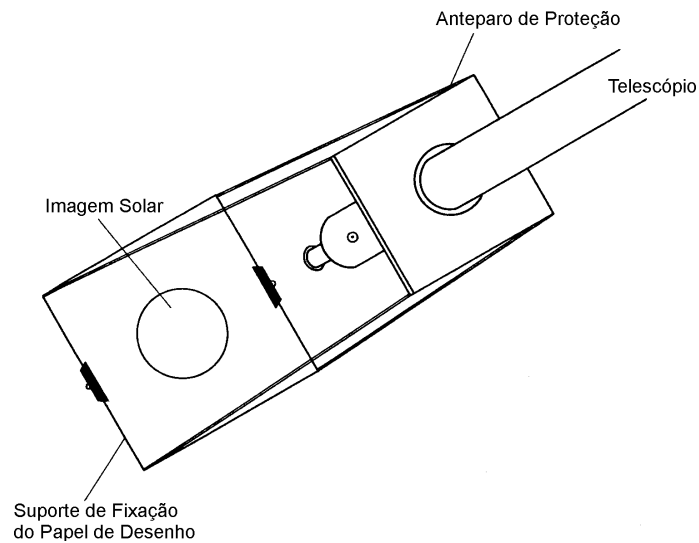


Figura 15-17: Um projetor simples para desenhar manchas solares.

Exercício 15.3

O fluxo de radiação solar incidente sobre o raio médio da órbita terrestre é $G \cong 1401,9 \text{ W/m}^2$. A partir deste dado, determinar o fluxo de radiação solar nas vizinhanças (a) do planeta Mercúrio, cujo raio médio da órbita é $5,794 \times 10^{10} \text{ m}$; (b) do planeta Plutão cuja órbita tem raio médio de $5,956 \times 10^{12} \text{ m}$; (c) idem para os demais planetas que compõe o Sistema Solar.

Exercício 15.4

Um satélite esférico, de diâmetro D , está em órbita terrestre e revestido por um material difusor cuja absortividade espectral é $\alpha_\lambda = 0,6$ para $\lambda \leq 3 \text{ } \mu\text{m}$ e $\alpha_\lambda > 0,3$ para $\lambda > 3 \text{ } \mu\text{m}$. Quando o satélite está no lado “escuro” da Terra, a irradiação que recebe provém exclusivamente da superfície terrestre. Pode-se admitir que essa radiação seja constituída por raios paralelos e que a irradiância seja $G_T = 340 \text{ W/m}^2$. No lado “iluminado” da Terra, o satélite recebe a irradiação terrestre G_T e também a solar $G_s = 1.368 \text{ W/m}^2$. A distribuição espectral da radiação da Terra pode ser assimilada à de um corpo negro a 280 K e a temperatura do satélite fica, por hipótese, abaixo de 500 K .

Qual a temperatura do satélite, em estado permanente, no lado escuro da Terra e no lado iluminado da Terra (figura 15-18)?

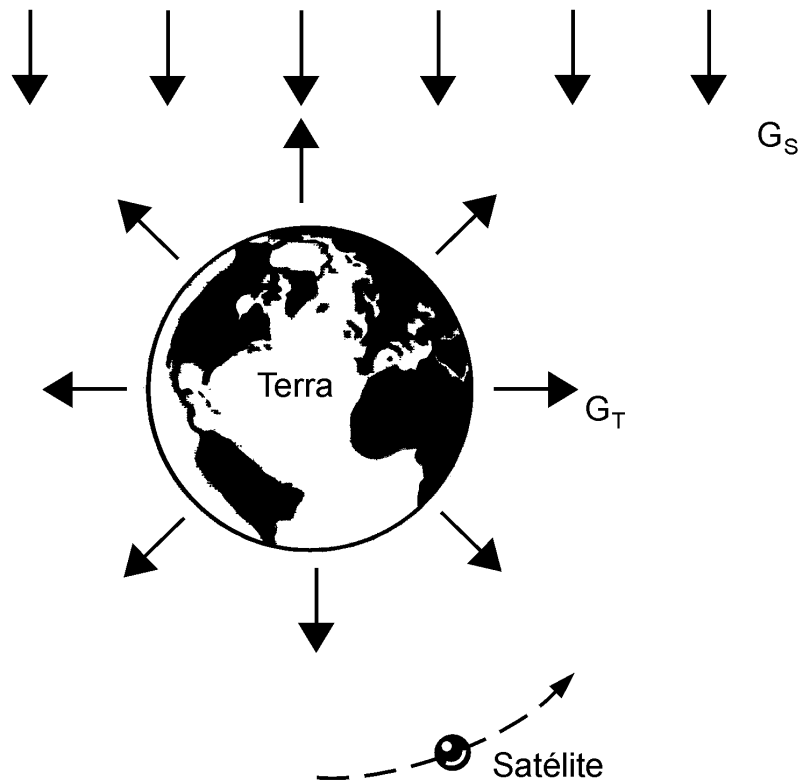


Figura 15-18

Exercício 15.5

Considerando que a fotosfera do Sol está a uma temperatura de 6000 K, deveria a excitação colisional ou radioativa, ser a mais importante na excitação de átomos de hidrogênio para o nível ($n = 2$)?

Exercício 15.6

Usando os dados sobre o vento solar dados neste capítulo, determine a taxa média de perda de massa no Sol ($M_{\text{Sol}}/\text{ano}$) a partir: (a) do vento solar; (b) da geração de energia.

Exercício 15.7

O Sol pode ser considerado um corpo negro na temperatura de 5800 K. Seu diâmetro é $1,39 \times 10^9 \text{ m}$ e sua distância da Terra é $1,5 \times 10^{11} \text{ m}$.

- Qual é a intensidade radiante total (W/m^2) da luz solar na superfície da Terra?
- Que pressão de radiação seria exercida sobre uma superfície perfeitamente absorvente, colocada perpendicularmente à linha Terra-Sol?
- Uma superfície plana em um satélite que olha o Sol tem uma absorvidade unitária. Se ela radia para todo o espaço o calor absorvido da luz solar, qual seria a sua temperatura? Obs.: A intensidade total de luz solar é $1,4 \text{ kW/m}^2$.

Exercício 15.8

A densidade de fluxo observada no Sol em $\lambda = 300 \text{ nm}$ é $0,59 \text{ Wm}^{-2} \text{ m}^{-1}$. Determine a temperatura de brilho do Sol neste comprimento de onda.

Exercício 15.9

Use a equação de equilíbrio hidrostático para estimar a pressão no centro do Sol. Qual é a sua temperatura?

Exercício 15.10

A constante solar, isto é, a densidade de fluxo e radiação na distância da Terra é 1390 Wm^{-2} . Determine a densidade de fluxo na superfície do Sol, quando o diâmetro aparente do Sol é $32'$.

Exercício 15.11

No equador do Sol a velocidade angular média é $14,37^\circ$ por dia. Em 25,05 dias uma das manchas, visível próxima do equador, descreve um arco de $361,5^\circ$. Qual é a velocidade de deslocamento desta mancha em km/s?

Exercício 15.12

O movimento de rotação do Sol é no mesmo sentido que o de rotação e translação da Terra. Ao contrário da Terra, o período de rotação do Sol varia com a latitude. O movimento gradual das manchas solares através do disco solar, é um efeito bem conhecido da rotação do Sol. A velocidade de rotação do Sol em uma determinada latitude pode ser obtida através do efeito Doppler.

Posição da Mancha Solar	Período de Rotação	ω (grau/dia)	$2\Delta\lambda(\text{\AA})$	$\lambda(\text{\AA})$ linha Fe
Equador	25 dias	14,37	0,0850	6290,974
35°	27 dias			6290,974
75°	33 dias			6290,974

Exercício 15.13

Algumas prominências são ditas terem velocidades maiores do que a velocidade de escape do Sol na cromosfera. Qual é o valor da velocidade crítica?

Exercício 15.14

Usando os dados sobre o vento solar, calcule a taxa média de perda de massa do Sol ($M_\odot/\text{ano}$) a partir:

- do vento solar;
- da geração de energia.

BIBLIOGRAFIA GERAL

- Basic Physics of the Solar System - V.M. Blanco and S.W. McCusky, Addison-Wesley Publishing Co., Ind., 1961.
- Solar System Astrophysics - J.C. Brandt and W. Hodge, McGraw-Hill Book Company, Inc., 1964.
- Moons and Planets: An Introduction to Planetary Science - K. Hartmann, Bogden and Quigley, Pub., Inc., 1972.
- Solar System Evolution - S.R. Taylor, Cambridge University Press, 1992.
- Worlds Apart: A Text Book in Planetary Sciences-G.J. Consolmagno e M. W. Schaefer, Prentice Hall, Inc., 1994.
- The Planetary System, 2nd ed. -D. Morrison e T. Owen, Addison-Wesley Publishing Co., Inc., 1996.
- Wanderers in Space – Exploration and discovery in the solar system, Kenneth R. Lang e Charles A . Whitney, Cambridge University Press, 1991.
- Planetary Sciences – Imke de Pater e Jack J. Lissauer, Cambridge University Press, 2005.
- Solar System (an Introduction to the) – Neil McBride e Iain Gilmour (eds.), The Open University. Cambridge University Press, 2004.

– FIM –

