

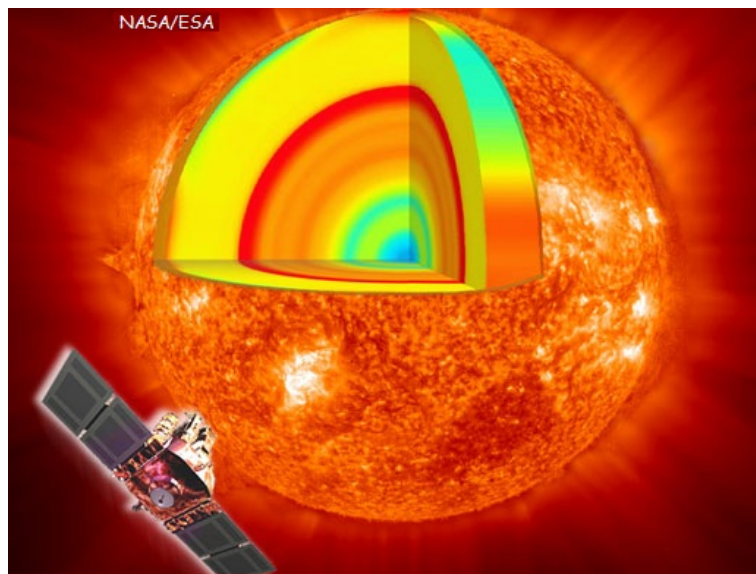
# O Sol: estrutura e características<sup>1</sup>

*Nelson Vani Leister*

Departamento de Astronomia

Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas - IAG

Universidade de São Paulo - USP



<sup>1</sup>O Sol (versão 2021)

# Sumário

<b>1</b>	<b>Introdução</b>	<b>4</b>
1.1	Considerações gerais . . . . .	4
<b>2</b>	<b>O Sol como uma estrela</b>	<b>10</b>
2.1	O Sol - suas características . . . . .	10
2.2	Descobrimo o interior do Sol olhando sua superfície . . . . .	11
2.3	Algumas considerações sobre a estrutura estelar . . . . .	12
2.4	A produção de energia no Sol . . . . .	16
2.5	A duração de vida do Sol . . . . .	17
2.6	Regiões de transferência radiativa e de convecção . . . . .	18
2.7	A fotosfera . . . . .	19
2.8	As manchas solares e seu ciclo de atividades. . . . .	20
2.9	O ciclo solar . . . . .	23
2.10	A cromosfera . . . . .	24
2.11	A coroa solar . . . . .	25
2.12	O vento solar . . . . .	27
2.13	A interação do vento solar com a atmosfera terrestre . . . . .	28
<b>3</b>	<b>Heliosismologia</b>	<b>31</b>
3.1	Introdução . . . . .	31
3.2	Oscilações estelares . . . . .	32
3.3	As oscilações do Sol . . . . .	34
3.4	História do início da heliosismologia . . . . .	36
3.5	O diâmetro aparente do Sol - Observação global . . . . .	39
<b>4</b>	<b>Aula prática - Rotação do Sol</b>	<b>42</b>
4.1	O Período de Rotação do Sol . . . . .	42
4.2	Introdução . . . . .	43
4.3	Estratégia geral: coisas para pensar ao analisar as imagens . . . . .	47
4.4	Calculando o período sideral de rotação do Sol a partir das medidas . . . . .	48
4.5	Lançando o programa Solar Rotation . . . . .	48
4.6	Medindo as posições das manchas solares. . . . .	49
4.7	Coordenadas heliográficas aparente . . . . .	49

4.8	A gravação dos dados . . . . .	51
4.9	Examinando a tabela de dados gravados . . . . .	52
4.10	Gráfico das latitudes e longitudes das manchas em função do tempo . . . . .	52
4.11	Taxa de rotação dependente da latitude heliográfica . . . . .	53
4.12	O período de rotação do Sol: Passo-a-passo . . . . .	53

# Capítulo 1

## Introdução

### 1.1 Considerações gerais

A Astronomia, que sempre provocou atenção de nossos antepassados foi a ciência voltada ao conhecimento dos movimentos dos corpos celestes utilizado pelo homem para organizar seu entendimento do Universo e da vida no dia a dia.

O Universo segundo Carl Sagan: "(o cosmos) é tudo o que existe, sempre existiu e sempre existirá (Cosmos, 1980)". Trata-se de uma elegante forma de dizer o que é o Universo. Aos professores Sagan sugere um conceito de inteligência e diz: saber muito não lhe torna inteligente. A inteligência se traduz na forma que você recolhe, julga, maneja e, sobretudo, onde e como aplica esta informação.

Com milhares de anos de história, a astronomia é provavelmente uma das mais antigas das ciências naturais, suas origens remontam à Antiguidade nas práticas religiosas pré-históricas.

O primeiro passo, necessário para a construção do conhecimento astronômico, foi explicar os movimentos dos objetos celestes. Todas as informações adquiridas pelos povos antigos foram conseguidas por observações realizadas com instrumentos rústicos. Essa tarefa só foi possível pela ausência de poluição luminosa e industrial, o que hoje seria impossível. Parte das informações conseguidas pelas observações dos astros foram corroboradas pelas análises realizadas em vestígios obtidos em descobertas arqueológicas.

O termo Mesopotâmia vem do grego "terra entre rios", isso porque a civilização estava localizada no vale dos rios Tigre e Eufrates. Essa região era bastante fértil, portanto, atraía a fixação das pessoas constituindo populações. O local passou por uma sequência de dominações ao longo do tempo. Por ali viveram sumérios, acádios, assírios, babilônios e muitos outros.



Figura 1.1: Mesopotâmia.

Na Mesopotâmia, região histórica do oriente médio situada na Ásia Ocidental entre o

planalto do Irã, a Armênia, os desertos da Síria da Arábia e o Golfo Pérsico, é banhada pelos rios Tigre e Eufrates. A presença desses rios tornou a região fértil e própria para a navegação e a pesca. Acredita-se que por esses motivos grupos tribais da Ásia Central e das regiões montanhosas da Eurásia chegaram ao local (Fig. 1.1).

Oriundos do planalto do Irã, os sumérios foram o primeiro povo a chegar à Mesopotâmia. Antiga civilização a habitar o sul dessa região, não obstante não termos certeza de onde os sumérios se originaram, em parte porque não fomos capazes de descobrir a origem de sua língua. Uma das realizações do povo sumérios foi a criação de um calendário semelhante ao nosso atualmente e que serviu para organizar o conjunto de suas atividades cotidianamente e baseado no movimento da Lua e composto de 12 meses de 30 dias.

As raízes da antiga civilização egípcia foram nutridas pelas inundações anual do rio Nilo. As mudanças sazonais que ocorrem regularmente e os períodos associados aos fenômenos naturais inspiraram os egípcios desde o início a conceber vários calendários, cujo impacto é, até certo ponto, ainda evidente em nossa cronometragem atual.

Um fenômeno bastante mais complexo foi o calendário lunar egípcio, um dispositivo de cronometragem que provocou uma grande quantidade de discussões acadêmicas, mas cujos princípios ainda estão em debate devido à falta de evidências concretas nas fontes primárias egípcias faraônicas<sup>1</sup>.

As estrelas foram consideradas fixas em uma esfera que incluía os planetas. Por outro lado o Sol era visto como um astro diferente dos demais. Visto como um planeta devido ao fato de se deslocar entre as estrelas evidenciava uma natureza bem diferente dos demais planetas e da Lua. Seria então o Sol uma estrela cuja única diferença, em relação aos demais objetos, estaria no fato de estar nas imediações da Terra?

A primeira pessoa a sugerir que o Sol era uma estrela situada próxima da Terra foi Anaxágoras ao redor do ano 450 a.C.<sup>2</sup>. Da mesma forma Giordano Bruno propôs que as estrelas fossem sóis cercados por seus próprios planetas e que esses planetas criariam vida que representava uma posição filosófica conhecida como pluralismo cósmico que estabelecia a ideia da existência de vários mundos e que o universo era um mundo fechado<sup>3</sup>.

Questões intrigantes circunscritas as características do Sol instigaram vários autores que conjecturaram sobre seu nascimento, vida e morte, estudos que serviram para estabelecer um cenário mais claro a respeito da evolução das estrelas.

Como uma estrela, o Sol é a fonte de energia que sustenta toda a vida no planeta Terra. Seu movimento "aparente" rege a passagem do tempo e, este percurso, determina o que conhecemos como as estações do ano, as quais ajudaram nossos ancestrais a definir os períodos de plantação e de colheita, além de decidir até mesmo o ritmo do dia-a-dia dos habitantes do planeta. Ainda que o Sol seja apenas uma entre as cem bilhões de estrelas da nossa galáxia e que o Universo contenha aproximadamente cem bilhões de galáxias, cada uma repleta de estrelas, é compreensivo imaginarmos que dificilmente o Sol seja um

<sup>1</sup>O calendário do Antigo Egito foi baseado nas flutuações anuais do Nilo e visava regular o trabalho agrícola durante o ano. Os egípcios teriam definido o ano como "o tempo que levou para uma colheita."

<sup>2</sup>Anaxágoras foi preso por alegar que o Sol não era um deus e que a Lua refletia a luz do Sol.

<sup>3</sup>Bruno foi julgado por heresia pela Inquisição romana que o considerou culpado: foi queimado na fogueira em Roma no dia 17 de fevereiro de 1600.

corpo celeste especial. Entretanto, para nós, ele é um objeto ímpar no Universo, pois é o mantenedor de nossas vidas.

Por certo nossos antepassados se preocuparam com alguns fatos "misteriosos" relacionados ao Sol. Um deles, e que podia ser observado por todos, era o seu "desaparecimento" a cada noite. Outro, era seu esporádico e repentino encobrimento durante o dia. O próprio movimento (aparente) do Sol no céu constituía um enigma a ser compreendido.

A solução para estas e outras questões menos perceptíveis no dia-a-dia começaram a ser reveladas pelo modelo físico de cosmos proposto por Aristóteles (384-322 a.C.), uma das principais contribuições da Grécia antiga para a astronomia (Fig. 1.2). A característica principal deste modelo está no fato de a Terra ocupar o centro do Universo, e o Sol, os planetas e a esfera das estrelas fixas girarem em seu redor, donde seu modelo ser denominado geocêntrico.

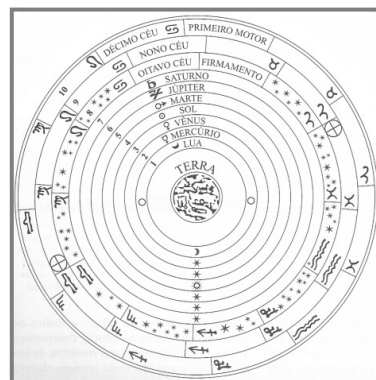


Figura 1.2: O modelo de Aristóteles.

Ressalte-se que o Sol ocupava a quarta esfera contada a partir da Terra, tida como fixa. Os movimentos de precessão e de rotação diária da Terra eram atribuídos às duas esferas que no modelo ocupavam as posições exteriores (Fig. 1.3).

O modelo aristotélico compreendia diferenças físicas essenciais entre os reinos terrestre e celeste, delimitados pela esfera da Lua. Tudo abaixo da Lua, o mundo sublunar, era composto de quatro elementos: terra, água, ar e fogo, arranjados em uma esfera centrada na Terra. Para que algo se mantivesse em movimento no céu, deveria existir um quinto elemento, a "quintessência", uma substância etérea que permeava tudo e impedia os corpos celestes de caírem sobre a Terra e que perpetuava o movimento circular uniforme, considerado por Aristóteles o movimento natural perfeito<sup>4</sup>.

A concepção de universo norteou as bases do modelo matemático de movimento planetário desenvolvido quatro séculos mais tarde por Cláudio Ptolomeu (100-178 d.C.). Pouco se sabe acerca da vida de Ptolomeu: ele viveu e trabalhou em Alexandria, um dos centros da cultura grega na Antiguidade. Escreveu sobre vários temas, tais como geografia, astrologia, teoria da música, física, sistemas ópticos e, naturalmente, a respeito da astronomia, conhecimentos reunidos na obra intitulada *O Almagesta*.

Apoiado pelas autoridades religiosas da Idade Média, o modelo aristotélico prevaleceu por vários séculos, fato que retardou o progresso da ciência, pois poucos ousavam desafiar a autoridades eclesiásticas (não obstante a contribuição de Aristóteles levantasse questões importantes sobre o Universo e estimulasse a sua generalização).

O conceito de Universo que considerava o Sol, e não a Terra, como o centro do sistema

<sup>4</sup>Em 1998, três astrofísicos da Universidade de Pensilvânia - Robert Caldwell, Rahul Dave e Paul Steinhardt - reintroduziram o termo para designar um campo dinâmico quântico que é gravitacionalmente repulsivo.

solar (modelo heliocêntrico, Fig. 1.3), foi proposto por Aristarco de Samos<sup>5</sup> (310-230 a.C.) 1,8 mil anos antes que Copérnico adotasse tal modelo, considerado revolucionário. A concepção de Aristarco já levava em conta os movimentos de rotação e de translação da Terra para explicar os movimentos diurno e anual da esfera celeste e da Terra, respectivamente.

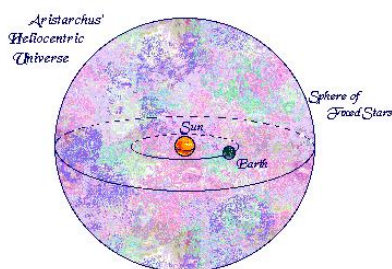


Figura 1.3: O Universo segundo Aristarco.

Algumas das idéias de Aristarco já previam movimentos para o sistema Terra-Sol independentemente daqueles do sistema Terra-Lua, entretanto, não existem evidências de que essas noções tenham sido aplicadas para o sistema solar. Os escritos de Aristarco se perderam com o desaparecimento da Biblioteca de Alexandria, e seu modelo, sem seguidores

imediatos, foi atacado e esquecido, particularmente devido a dois aspectos: contradizia fundamentos da física aristotélica, a qual preconizava a imobilidade da Terra, e negava que as posições das estrelas pudessem ser alteradas devido ao peculiar movimento causado pelo fenômeno da paralaxe, imperceptível a olho nu (único recurso observacional disponível à época).

Descartes elaborou a teoria dos vórtices como uma alternativa tanto para o sistema de Copérnico como para o sistema híbrido de Brahe.

O filósofo francês René Descartes, por outro lado, propôs um modelo não matemático em que o Universo era constituído por enormes redemoinhos (vórtices) de matéria cósmica - nosso sistema solar seria um desses muitos redemoinhos. Descartes não admitia imaginar que a origem dos fenômenos científicos tivesse causas consideradas "enigmáticas", fazendo com que seus seguidores desconfiassem da alternativa proposta por Newton de uma força que agisse à distância, então, "misteriosa".

A primeira tentativa para determinar matematicamente a distância entre a Terra e o Sol foi concebida por Aristarco a partir do triângulo retângulo cujos vértices são a Terra, a Lua e o Sol, na fase quarto crescente ou minguante da Lua. O ângulo entre a Lua e o Sol pode ser medido por um observador na Terra, o que permite que se conheça o terceiro ângulo. As relações entre os lados Terra-Lua e Terra-Sol neste triângulo são definidas por uma função trigonométrica.

Em 1672 Cassini, diretor do Observatório de Paris, organizou uma campanha observacional de Marte aproveitando que o planeta estava em oposição. Enviou a Caiena seu colaborador Richer para que simultaneamente com Picard e Roemer, em Paris, e pesquisadores ingleses medissem a posição de Marte em relação a estrela  $\phi$  Aquarii. Reunindo esses dados Cassini estimou em 18" a paralaxe de Marte. Levando-se em consideração que, de acordo com Copérnico, Marte encontra-se a 1,52 UA distante do Sol, Cassini obteve um valor de 140 milhões de quilômetros para a unidade astronômica. A precisão limitada do valor encontrado é devido ao fato do poder de resolução do olho humano ser baixa técnica de medida de ângulos daquela época. Atualmente as técnicas radar permitem

<sup>5</sup>Samos é uma ilha da Grécia localizada no Mar Egeu, junto à costa da Turquia

obter o valor numérico da unidade astronômica com precisão medindo-se o tempo que leva o sinal para percorrer o caminho de ida e volta quando Marte estiver em conjunção.

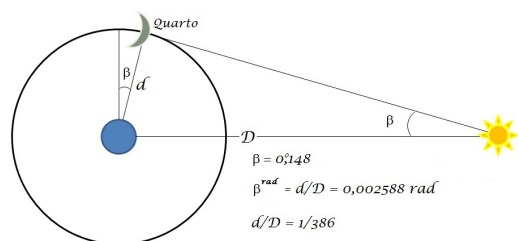


Figura 1.4: Distância Terra/Sol conforme Aristarco.

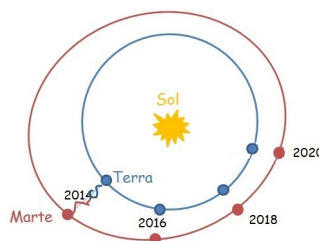


Figura 1.5: Método moderno.

Podemos dizer que a revolução científica ocorre com Copérnico, Galileu e Kepler, pois a ciência se amplia a partir de novas teorias e princípios, e passa a ser mais estruturada e prática. A compreensão do universo é feita pela utilização de observações para a formulação de leis universais, rompendo com uma interpretação teológica do mundo geocêntrico.

Não podemos deixar de citar Isaac Newton, cujas descobertas durante o século XVII forneceram as bases de teorias revolucionárias construídas à luz de fenômenos triviais.

A questão central referente ao movimento dos planetas ao redor do Sol foi tratada por Newton com base em dados experimentais e observacionais. A teoria newtoniana da gravitação surgiu do fato de a força que mantém a órbita da Lua em torno da Terra ser de mesma natureza daquela que faz um objeto cair na superfície terrestre.

No século XVIII, a teoria cartesiana dos vórtices demonstrou ser incapaz de calcular os movimentos planetários observados, enquanto a teoria de Newton avançava com sucesso.

O cálculo da órbita de qualquer planeta ou satélite no sistema solar, contudo, não se resume à atração gravitacional de um corpo em relação a um objeto central. Outros corpos atuam de forma a influenciar o movimento final.

A partir das deduções empíricas de Kepler com respeito às órbitas planetárias, Newton conjugou em uma mesma lei a dinâmica do movimento e a gravitação:

*“Matéria atrai matéria na razão direta das massas e inversa ao quadrado das distâncias”.*

Uma questão muito interessante e de fundamental importância, negligenciada pela maioria dos autores dos livros e textos de Astronomia é: Como sabemos que o Sol é uma estrela? Ou, ainda, como sabemos que as demais estrelas são sóis?

George A. Gamow, astrofísico ucraniano, escreveu o famoso livro Nascimento e Morte do Sol (The Birth and Death of the Sun, 1940 ficou famoso no Brasil<sup>6</sup> que mereceu uma atualização denominado Uma Estrela Chamada Sol (A Star Called The Sun, 1964) que já no título encerra o assunto: o Sol é uma estrela.

<sup>6</sup>A primeira edição em português, com tradução de Monteiro Lobato, foi publicada em 1944, pela Livraria do Globo, Porto Alegre



Assim, quase todos passam pela questão de "Como sabemos que o Sol é uma estrela?" sem apresentar razões para isso, ou mesmo, como o homem construiu a ideia de que o Sol e as estrelas são astros de mesma natureza. Adiante vamos descrever, de maneira sucinta, os fatos históricos e as descobertas que foram feitas nesse sentido desde a antiguidade até que os astrônomos concluíram que o Sol é uma estrela!

A fim de deixar claro as questões fundamentais de que modo os parâmetros e características do Sol foram determinados, apresento uma maneira ordenada de como essas características foram determinadas conforme proposta por Irineu Gomes Varella em sua dissertação de mestrado:

- COMO se descobriu que o Sol é uma estrela
- COMO foram determinados a sua distância e o seu tamanho
- COMO se determinou a sua massa
- COMO se obteve sua temperatura
- COMO sabemos sua composição química
- COMO o Sol produz energia
- COMO sabemos a sua temperatura interna

# Capítulo 2

## O Sol como uma estrela

### 2.1 O Sol - suas características

Foi somente no século XVII que os astrônomos descobriram que o Sol era uma estrela como as outras. A única coisa que o distingue das demais é a sua proximidade em relação ao nosso planeta. Assim, o Sol é a única estrela suficientemente próxima da Terra para poder ser vista em detalhes, o que torna possível o estudo do ambiente próximo (meio interplanetário) com precisão.

Mais importante do que conhecer o Sol, propriamente dito, é o fato dele representar um passo fundamental para a nossa compreensão geral das demais estrelas.

Tabela 1. Abundância solar

Elemento	Porcentagem (%)	Massa (%)
Hidrogênio	91,2	71,0
Hélio	8,7	27,1
Carbono	0,04	0,40
Nitrogênio	0,009	0,10
Oxigênio	0,08	0,97

O Sol é um corpo relativamente simples se o tratarmos como uma gigantesca bola de gás com 1,4 milhões de quilômetros de diâmetro, ou seja, cerca de 110 vezes a dimensão da Terra. A massa solar é de  $2 \times 10^{30}$  kg (2 mil bilhões de bilhões de bilhões de quilogramas), isto é, cerca de 330 mil vezes a massa da Terra. Aproximadamente 71% da massa do Sol é composta de hidrogênio, cerca de 27%, de hélio, e o restante (0,1%), de elementos mais pesados (Tabela 1). De um modo geral a composição química das estrelas nas proximidades do Sol é semelhante ao do Sol.

Algumas das principais propriedades do Sol estão resumidas na Tabela 2, a seguir:

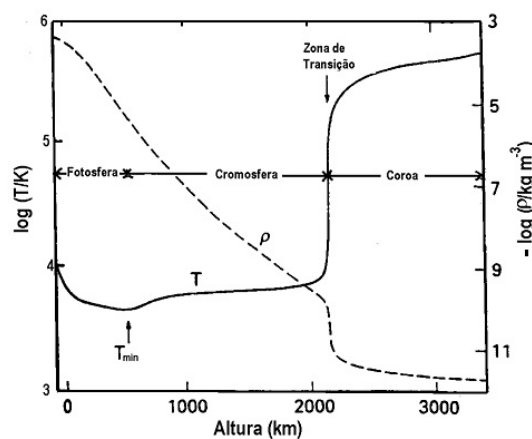
Tabela 2. Algumas características do Sol

Diâmetro (fotosfera)	1.391.980 km	Temperatura superficial	5.800 K
Massa	$1,99 \times 10^{30}$ kg	Tipo espectral	G2V
Densidade média	$1,41 \text{ g/cm}^3$	Magnitude visual aparente	-26,7
Luminosidade	$3,83 \times 10^{26}$ W	Magnitude visual absoluta	+4.8
Período de rotação	25 dias (equador) 30 dias (pólos)	Distância média à Terra	149.597.892 km

## 2.2 Descobrindo o interior do Sol olhando sua superfície

A superfície do Sol apresenta grande quantidade de fenômenos variáveis ao longo do tempo que estão diretamente relacionados com a natureza de sua superfície e da presença de um campo magnético. Olhar para o interior do Sol é uma tarefa que exige alguma perspicácia, pois depende da capacidade de inferirmos a partir de manifestações presentes na sua superfície seu comportamento com um todo.

Assim como a Terra, internamente o Sol tem diferentes camadas que definem sua estrutura, não obstante, contrário da Terra, sejam completamente gasosas, não havendo nenhuma parte sólida no Sol. Embora seja feito inteiramente de gás, a densidade e a temperatura desse gás mudam drasticamente a medida que nos aproximamos do centro a partir das regiões mais externas. No núcleo a densidade é elevada e da ordem de 150 gramas por centímetros cúbicos ( $150.000 \text{ kg/m}^3$ ). Em outras palavras, a densidade no núcleo do Sol é 20 (vinte) vezes maior que a do ferro. No outro extremo, perto das camadas mais externas, a densidade cai para aproximadamente a  $10^{-5}$  gramas por centímetro cúbico.



Os padrões de temperaturas no Sol ainda não são bem compreendidos. O núcleo tem uma temperatura muito alta de cerca de 15 milhões de graus Kelvin. E quando nos afastamos do núcleo a temperatura cai até aproximadamente  $6000 \text{ K}$  na fotosfera, que é a superfície do Sol. O interessante é que a partir daí, e de forma inesperada temperatura começa a aumentar até cerca de 2 milhões de graus Kelvin na coroa que é a camada a mais externa do Sol desde o núcleo. Pesquisas estão em curso atualmente para saber quais são as causas mais prováveis para esse perfil de temperatura tão curioso.

Nosso Sol pode ser considerado como um “interessante laboratório” para nossas experiências. Por ser a estrela mais próxima da Terra permite que cientistas possam investigar seu comportamento com vários instrumentos tanto no espaço como de solo. Espera-se que um dia os investigadores possam resolver todos os mistérios do Sol, mas há ainda uma grande quantidade de trabalho a ser feito!

Tabela 3. Regiões internas do Sol

Região	$R/R_o$	Temperatura (K)	Densidade ( $g/cm^3$ )	Transporte de Energia
Núcleo	0,0 – 0,25	$\sim 15.000.000 - 8.000.000$	$\sim 160 - 10$	Radiativo
Radiativa	$\sim 0,25 - 0,80$	$\sim 8.000.000 - 500.000$	$\sim 10 - 0,01$	Radiativo
Convectiva	$\sim 0,80 - 1,00$	$\sim 500.000 - 10.000$	$< 0,01$	Convecção

## 2.3 Algumas considerações sobre a estrutura estelar

Sendo o interior do Sol inacessível às observações, é necessário se recorrer a modelos teóricos para descrever os fenômenos que lá são produzidos e determinar a estrutura solar interna. Estudos evidenciam que o interior do Sol é dividido em três zonas: o núcleo e as zonas radiativa e convectiva.

O núcleo do Sol é o local de produção de energia por meio de reações nucleares (fusão nuclear). A temperatura desta região é extremamente elevada, de cerca de 15 milhões de kelvin. O núcleo representa aproximadamente 25% do diâmetro solar e, devido à alta densidade, contém cerca de 60% da massa total do Sol.

Diferentemente do Sol, tudo o que vemos de uma estrela distante é um pequeno ponto luminoso a partir do qual obtemos as informações necessárias para podermos compreender a sua estrutura interna. Essas informações, assim como no caso do Sol, são provenientes das camadas superficiais, cuja espessura é da ordem de cem quilômetros a mil quilômetros, enquanto o raio é da ordem de  $10^5$ km a  $10^7$ km. A luz emitida pela superfície estelar é absorvida e re-emitada nas camadas internas, muito antes de a luz conseguir chegar próximo o bastante da superfície para escapar sem ser absorvida outra vez. Contrariamente ao tempo em que um fóton levaria para percorrer 700 mil quilômetros (2,3s), ele demora  $10^7$ anos no interior solar. Os neutrinos (um tipo de radiação, sub-produto da fusão nuclear, com parâmetro de impacto de absorção muito pequeno), por sua vez, passam rapidamente sem serem absorvidos, o que impõe dificuldades semelhantes para serem detectados na Terra. Os neutrinos são partículas importantes para a compreensão dos processos de geração de energia que ocorrem no interior do Sol, pois são fonte direta de informação sobre a estrutura estelar.

A grande maioria das estrelas não apresenta variações nem de brilho nem de cor - e assim as estrelas permanecem por muito tempo. Tal informação nos possibilita inferir que

## Princípios básicos da estrutura estelar

### 1. Princípios físicos

- (a) equilíbrio hidrostático
- (b) equação do gás perfeito
- (c) transporte de energia
- (d) fonte gravitacional e termonuclear de energia

### 2. Parâmetros

- (a) temperatura  $T(r)$
- (b) massa  $M(r)$
- (c) densidade  $\rho(r)$
- (d) pressão  $P(r)$
- (e) luminosidade  $L(r)$
- (f) taxa de produção de energia  $\varepsilon(r)$
- (g) composição química  $\mu(r)$

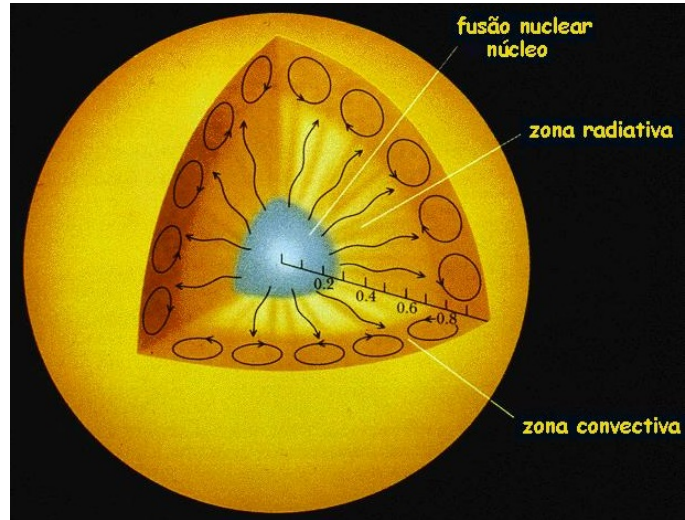


Figura 2.1: A estrutura interna do Sol.

a temperatura superficial ( $T_{eff}$ ) e a luminosidade ( $L$ ) também não variam e, como:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4, \quad (01)$$

podemos dizer que o raio  $R$  permanece constante enquanto a  $T_{eff}$  se comporta da mesma maneira.

Uma vez que a estrela como um todo mantém seu volume estacionário durante a vida na sequência principal<sup>1</sup>, podemos, a partir da temperatura efetiva e do raio, obter um modelo para descrever a estrutura do interior estelar. A grande quantidade de massa que compõe o interior da estrela gera uma força gravitacional intensa sobre as camadas superficiais que, por sua vez, experimentam uma intensa ação voltada para o interior. Na prática, uma força oposta age sobre essas camadas, mantendo-as em equilíbrio, não permitindo que a estrela colapse.

Levando-se em conta que a estrela possui simetria esférica, temos:

$$dP/dr = -\rho g \implies P_g = \bar{\rho} \bar{g} \bar{R} \quad (02)$$

Como importante consequência, podemos estimar a temperatura central da estrela. Considerando-se que a pressão no seu interior seja equilibrada pelo peso da coluna de material e que a equação para um gás ideal seja dada pela expressão:

<sup>1</sup>Nome para uma faixa bem definida de estrelas distribuídas ao longo de um diagrama que relaciona cor (índice de cor) e luminosidade (magnitude absoluta).

## Equações básicas

- Equilíbrio hidrostático

$$\frac{dp}{dr} = -GM\frac{\rho}{r^2}$$

- equação de continuidade da massa

$$\frac{dM}{dr} = 4\pi r^2 \rho$$

- Transporte de energia

$$\frac{dT}{dr} = \nabla \left( \frac{T}{P} \right) \frac{dP}{dr}$$

- Taxa de produção de energia (Eq. térmico)

$$\frac{dL}{dr} = 4\pi r^2 \left[ \rho \varepsilon - \rho \frac{d(\mu/\rho)}{dt} + \frac{P}{\rho} \frac{d\rho}{dt} \right]$$

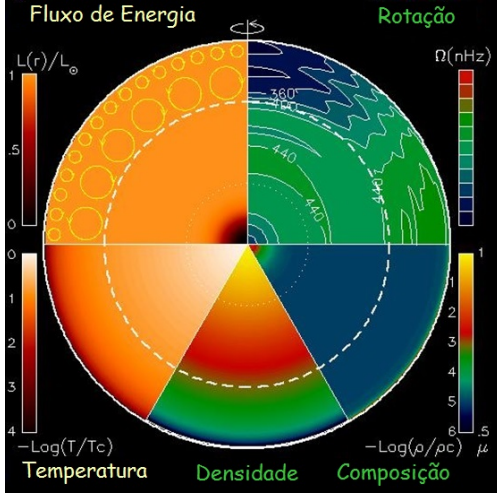


Figura 2.2: Características da estrutura interna do Sol.

$$P_g = kT\rho/\mu,$$

onde  $k$  é a constante para os gases,  $\rho$  é a densidade,  $\mu$  é o peso atômico médio que juntamente com a Equação 2, obtemos o valor  $T = 1,4 \times 10^7$  K. Esta temperatura central é alta o suficiente para tornar possível a reação no núcleo da estrela.

Como a temperatura na estrela é governada pela condição de equilíbrio hidrostático<sup>2</sup>, podemos calcular a energia térmica da estrela se a massa  $M$  e o raio  $R$  estelares forem conhecidos. A energia gravitacional liberada durante a formação da estrela também pode ser calculada. É instrutivo estudar a relação entre essas energias em uma estrela em equilíbrio hidrostático.

A energia térmica de um gás está na forma de energia cinética, então, podemos escrever:

$$\frac{1}{2}mv^2 = \frac{3}{2}kT$$

Levando-se em conta que  $n = \rho/m$  representa o número de partículas por unidade de volume, podemos escrever que a energia cinética por unidade de volume é dada por:

$$E_{term} = n \cdot \frac{3}{2}kT$$

<sup>2</sup>Conceito da mecânica dos fluidos que significa o balanço entre o campo gravitacional e o gradiente de pressão.

Para um disco de altura  $r$ , temos:  $dV = 4\pi r^2 dr$ , logo a energia total para toda estrela será:

$$E_{term} = \int_0^R 4\pi r^2 dr \cdot n \cdot \frac{3}{2} kT$$

Utilizamos a expressão  $P_g = nkT$  para expressar a energia térmica:

$$E_{term} = \int_0^R \frac{3}{2} P_g 4\pi r^2 dr \quad (03)$$

A pressão pode ser determinada pela integração da equação hidrostática:

$$\frac{dP_g}{dr} = -\rho g(r) = -\rho \frac{GM}{r^2}$$

que resulta:

$$-\int_0^R 3P_g 4\pi r^2 dr = -\int_0^R \rho \frac{GM}{r} 4\pi r^2 dr \quad (04)$$

A parte direita da equação (04) corresponde à energia gravitacional. Para interpretá-la, basta olharmos a energia gravitacional liberada durante a formação da estrela. Comparando-se o lado esquerdo dessa equação com a equação (03), escrevemos:

$$2E_{term} = \int_0^R \rho \frac{GM}{r} 4\pi r^2 dr,$$

ou

$$E_{term} = -\frac{1}{2} E_G \quad (\text{Teorema de Virial})$$

O que depreendemos dessa relação é que, quando uma estrela começa a se contrair, ela libera energia gravitacional que, transformada em energia térmica, faz sua temperatura subir. O equilíbrio hidrostático é alcançado quando a metade da energia gravitacional liberada é armazenada como energia térmica. Se mais da metade da energia gravitacional for armazenada como energia térmica, a pressão interna aumenta, o que faria a estrela voltar a se expandir. O jogo  $E_G$  e  $E_T$  fará com que a estrela continue em colapso, resultando no seu aquecimento.

Quanto tempo uma estrela leva para se contrair e entrar na sequência principal, isto é, nascer? Se o transporte de calor do interior para fora for principalmente radiativo, então demorará o tempo necessário para que a radiação encontre uma maneira de vencer a envoltória e comece a brilhar. Quanto tempo isso leva? Nós vimos que, a cada segundo, uma quantidade de energia empregada para gerar a luminosidade  $L$  é gasta (Eq. 01). Derivando-se a massa pela expressão  $M_r = \frac{4}{3}\pi r^3 \rho$  teremos  $E_G = -\frac{3}{5} \frac{GM^2}{R}$ . Se fizermos uma aplicação para o caso do Sol, onde  $M_\odot = 2 \times 10^{30}$  kg e  $R_\odot = 7 \times 10^8$  m, encontraremos:

$$E_{G_\odot} = \frac{2,4 \times 10^{60}}{7 \times 10^8} G = 2,3 \times 10^{41} \text{ J}$$

Levando-se em conta que a metade desta energia é perdida enquanto o Sol se contrai, teremos:

$$t = \frac{1,15 \times 10^{41}}{3,83 \times 10^{26}} = 2,9 \times 10^{14} \text{ s ou } \approx 10^7 \text{ anos}$$

Este tempo de contração para as estrelas é denominado Kelvin-Helmholtz.

## 2.4 A produção de energia no Sol

A fonte geradora de energia do Sol permaneceu um mistério até o início dos anos 1930, quando a sua natureza foi enfim revelada: trata-se de uma reação de fusão processada no núcleo estelar. Em razão das altas temperaturas que dominam o núcleo, todas as partículas estão dotadas de forte agitação. Nestas condições, os átomos não subsistem em sua forma normal e a matéria se encontra ionizada, o que favorece as colisões. Quando da colisão, dois núcleos podem se fundir originando um novo.

No Sol, cujo núcleo é essencialmente constituído por hidrogênio, a maior parte dessa reação se dá entre dois prótons. O resultado global da interação é a produção, a partir de quatro prótons, de um núcleo de hélio constituído por dois nêutrons e dois prótons. A propriedade notável desta reação reside no fato de a massa do núcleo de hélio ser ligeiramente inferior à soma das massas de quatro prótons. A reação de fusão nuclear, por conseguinte, é acompanhada de uma perda de massa.

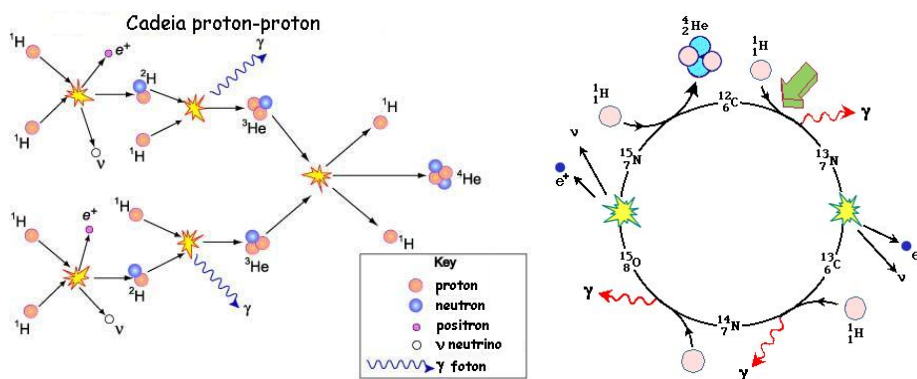


Figura 2.3: A produção de energia no Sol: ciclo PP e ciclo CNO.

No início do século passado, o físico alemão Albert Einstein demonstrou a equivalência entre massa e energia, traduzida pela relação:  $E = mc^2$ . Na região central do Sol, a perda de massa provocada pela reação nuclear fornece os recursos necessários para que o Sol possa gerar energia. Este método de geração de energia é muito mais eficiente do que aqueles propostos inicialmente pelas reações químicas ou mesmo da energia resultante da chamada contração de Kelvin-Helmholtz. A fusão nuclear permite a uma estrela como a nossa brilhar durante dez bilhões de anos.



A transformação do hidrogênio em hélio pode ser feita de duas maneiras. Na cadeia próton-próton, tudo começa quando dois prótons se fundem para formar o deutério, conforme a Fig 2.5.

A segunda maneira de converter o hidrogênio em hélio é por meio do ciclo do carbono (CNO). O ciclo começa com a colisão de um próton com um núcleo de carbono-12, apenas se o carbono já estiver presente na estrela. O resultado é o mesmo do produzido pela cadeia próton-próton, tendo o carbono a função de catalisador, isto é, ele facilita as diferentes reações (Fig 2.5). A eficiência de cada processo de geração de energia depende do tipo da estrela.

## 2.5 A duração de vida do Sol

A duração de vida do Sol depende da quantidade de hidrogênio disponível para ainda ser consumido na geração de energia. O valor das proporções relativas de hidrogênio e de hélio permite estimar o tempo restante de vida do Sol: ele existe há cinco bilhões de anos e sobreviverá, como tal, por outros cinco bilhões de anos.

A massa solar consumida por segundo é insignificante se comparada à massa total do Sol, equivalente a  $M_{\odot} = 2,0 \times 10^{27}$  toneladas. Desta massa, 71% é composta de hidrogênio (Tab. 1). Somente 15% do hidrogênio concentrado no núcleo será consumido sem que a luminosidade global do Sol seja alterada, o que representa uma quantidade disponível de matéria igual a:  $M_{disponível} = 2 \times 10^{27} \times 0,7 \times 0,15 \approx 2 \times 10^{26}$  toneladas.

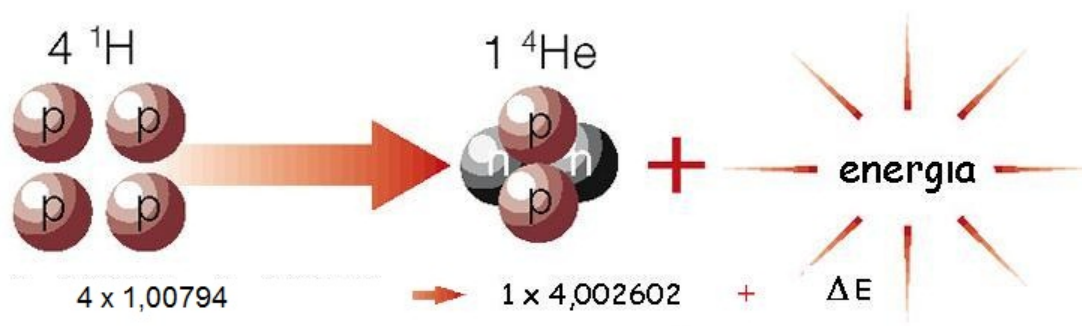


Figura 2.4: Resultado da fusão nuclear, a reação no núcleo do Sol.

A partir da Fig 2.6, levando-se em conta a equação de transformação dos prótons em hélio, podemos calcular a razão da perda de massa solar, a qual será:

$$\frac{\Delta m}{m} = \frac{0,0292}{4,0318} = 0,007$$

Ou seja, um grama de hidrogênio se transmuta em hélio, com perda de 0,007g. Como:  $E = \Delta mc^2$ ,

$$E = 0,007 \times (3 \times 10^{10})^2 \Rightarrow E = 6,3 \times 10^{18} \text{ ergs (por gramas)}$$

Sendo a luminosidade do Sol  $L = 3,8 \times 10^{33}$  ergs/s, podemos escrever que o consumo de hidrogênio por segundo será dado por:

$$\frac{L}{E} \Rightarrow \frac{3,8 \times 10^{33}}{6,3 \times 10^{18}} \Rightarrow 600 \times 10^6 \text{ ton/s}$$

Podemos então estimar o tempo de vida do Sol pela fração:

$$T_{vida} = \frac{M_{disponível}}{Consumo} \Rightarrow T_{vida} = \frac{2 \times 10^{27} \times 0,7 \times 0,15}{600 \times 10^6} = 3,5 \times 10^{17} \text{ s}$$

$$T = 10^{10} \text{ anos}$$

## 2.6 Regiões de transferência radiativa e de convecção

Em seguida ao núcleo, temos a zona radiativa, que representa 55% do raio do Sol. É na zona radiativa que a energia produzida no núcleo solar é transportada para o exterior pelos fótons. Este modo de transporte é bastante lento, porque os fótons são constantemente absorvidos e re-emitidos. Estima-se que o tempo para um fóton sair do Sol é de aproximadamente  $3 \times 10^6$  ( $\approx 10^7$ ) anos, em oposição ao tempo necessário caso não houvesse obstáculos a enfrentar pelo caminho, como no caso dos neutrinos, que afloram rapidamente à superfície do Sol ( $\approx 2,3$ s), mas que ao chegar à Terra são dificilmente detectados.

São quatro os principais processos responsáveis pela criação, pelo equilíbrio termodinâmico e pelo impedimento de escoamento do fluxo da radiação no interior de uma estrela. Os processos dominantes dependem das temperaturas do meio. Organizando os principais em ordem decrescente de temperatura, temos:

- O espalhamento Compton

Um fóton pode trocar energia e momento com um elétron livre (que não está ligado a um átomo), processo denominado espalhamento Compton. Este processo não destrói nem cria fótons, mas os mantém em equilíbrio térmico com os elétrons da estrela, retardando o processo de propagação da radiação originada no núcleo até a superfície da estrela. Espalhamento Compton é o processo radiativo dominante para comprimentos de onda em raios-X e  $\gamma$  (energia correspondente a vários keV). Trata-se de um processo dominante para o equilíbrio térmico e para o transporte radiativo em altas temperaturas, acima de algumas dezenas de milhões de graus, onde a grande fração de fótons do espectro de corpo negro é em raios-X.

- Bremsstrahlung

É um processo de desaceleração brusca de um elétron de alta energia provocado pela sua passagem nas proximidades de um núcleo atômico. A perda de energia resultante neste processo é acompanhada de uma emissão de onda rádio. A absorção da radiação

resultante é freqüentemente denominada livre-livre, referência ao estado do elétron antes e depois da desaceleração. A taxa de radiação por unidade de volume criada nesse processo é proporcional tanto à densidade de elétrons como à de íons livres.

- Fotoionização e recombinação eletrônica

A radiação eletromagnética pode retirar um elétron de um átomo, a única condição é que o fóton tenha energia pelo menos igual à energia de ligação do elétron. A absorção de um fóton pelo processo de fotoionização é denominado ligado-livre. A probabilidade desta interação ocorrer é maior para os fótons que carregam energia correspondente à da ligação do elétron. A ionização e o processo inverso, denominado recombinação, são importantes para o hidrogênio e o hélio em estreitas faixas de temperaturas.

- Linhas atômicas em emissão e absorção

Em regimes de baixas temperaturas, a maior parte dos elétrons está ligada aos átomos e a energia média dos fótons é demasiadamente baixa para ionizá-los. Nestas condições, a radiação interage com os átomos forçando os elétrons ligados a mudar de órbita dentro dos átomos. Estas interações, denominadas ressonantes, ocorrem em níveis de energias específicos. A transição é realizada espontaneamente para o nível fundamental, seja por intermédio de uma cascata de diferentes níveis de energia, seja diretamente. As linhas, que são de ressonância, provocam a emissão de uma radiação por um átomo excitado que decai para o nível fundamental. Na prática, estas interações ocorrem numa escala estreita de energias, em parte devido ao deslocamento Doppler da linha em razão do movimento aleatório dos íons.

Cada uma dessas interações está definida por uma probabilidade de ocorrência. A interação pode ser, na verdade, imaginada como um par; isso permite que a interação da radiação com a matéria obedeça às leis da termodinâmica.

Finalmente, chega-se à camada externa do Sol através da zona de convecção, que representa 30% do diâmetro solar e onde a temperatura cai abaixo de 1 milhão de kelvin. Nesta região, o transporte de energia se faz por convecção, isto é, pelo conjunto da matéria presente. O gás quente das regiões profundas sobe para liberar a energia pela superfície. Dessa maneira, resfria-se, para, logo em seguida, voltar para as regiões mais profundas, promovendo um ciclo de matéria.

## 2.7 A fotosfera

Continuando a nos afastar do núcleo para o exterior, chegamos ao que se pode considerar a superfície do Sol, ainda que não se trate de um limite realmente bem definido. Esta região é chamada de fotosfera e tem cerca de centenas de quilômetros de espessura. A temperatura na fotosfera não varia muito, chegando a valores entre 6 mil e 4 mil kelvin, contudo, a densidade cai rapidamente. Por esta razão, todas as camadas de gases situadas além da fotosfera são muito tênues e, por conseguinte, transparentes. Assim, a fotosfera é a última camada opaca e brilhante, a qual vemos quando olhamos (!) para o Sol. Além

disso, como a queda da densidade é muito rápida, os contornos da fotosfera são bem definidos, o que explica o disco solar possuir contorno bem nítido.

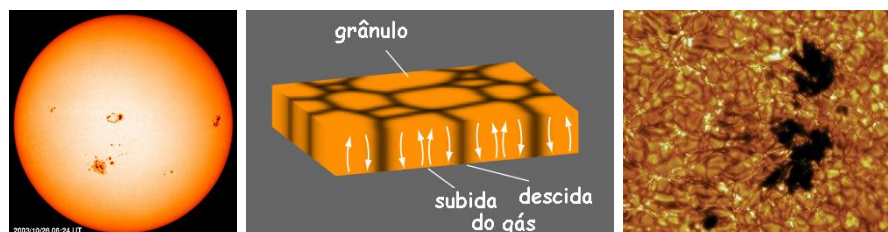


Figura 2.5: O disco solar, com limites bem definidos; as células superficiais de convecção; e o aspecto granuloso da superfície solar.

A superfície do Sol não apresenta um aspecto uniforme. Observações de alta resolução mostram que ela tem um aspecto granuloso. A todo instante, milhões de células são visíveis sobre o disco solar, o que explica o aspecto variável. Tais granulações apresentam dimensões médias de cerca de mil quilômetros. Essas estruturas são ligadas à zona de convecção nas camadas próximas da superfície do Sol. O gás aquecido que sobe das profundezas atinge a superfície pelo centro das granulações, espalhando-se, o que provoca seu resfriamento, para, em seguida, mergulhar para a região interna do Sol pelas bordas dessas colunas. Assim, a diferença de temperatura entre o gás que sobe pelo centro e o que desce por entre as colunas de matéria aquecida é de aproximadamente 500 K, o que dá o aspecto granuloso ao disco solar (Fig 2.7).

Um pouco mais abaixo da superfície do Sol, outros movimentos do gás, produzidos em grande escala, definem enormes células com duração de vida de cerca de 24 horas e que podem atingir 30 mil quilômetros de diâmetro. Estas superestruturas foram descobertas em 1950 por Hart, em medidas Doppler das velocidades de fluxos horizontais de matéria na fotosfera ( $v_D \approx 400 \text{ km/s}$ ). As supergranulações têm sido interpretadas, há muito tempo, como uma escala de convecção específica, porém, sua origem não é conhecida com precisão.

## 2.8 As manchas solares e seu ciclo de atividades.

É de um monge beneditino inglês de nome John de Worcester, o primeiro registro acerca das manchas solares, observadas em 1128 d.C. (Fig 2.8). O texto que acompanha tal observação pode assim ser traduzido:

*... “desde o amanhecer até o anoitecer, parecia algo como dois círculos pretos no disco solar: a parte superior era maior que a outra, situada na parte inferior”.*

As manchas solares podem ser visíveis a olho nu sob condições adequadas, como por exemplo, quando o Sol for obscurecido parcialmente por nuvens ou névoa, particularmente no nascer ou no pôr (recomendo fortemente que em hipótese alguma se observe o Sol sem proteção adequada - uma máscara de soldador - para os olhos. Lembro que Galileu teve comprometida sua visão quando das observações das manchas solares). Numerosos são os



Figura 2.6: Primeiro desenho de uma mancha solar, por John de Worcester, século XII d.C..

relatos históricos acerca das manchas solares. Registros pré-telescópicos são encontrados especialmente em documentos oficiais das côrtes imperiais chinesas, em 165 a.C., e na Grécia, com Teofrasto (372-287a.C.), sucessor de Aristóteles na direção do Liceu. Uma enorme mancha também foi registrada por ocasião da morte de Carlos Magno, em 813 a.C.. No Ocidente, devido à predominância do modelo aristotélico, segundo o qual o céu era imutável, a existência de manchas solares foi considerada algo “fisicamente impossível”e, assim, ignorada ou atribuída ao trânsito de Mercúrio ou de Vênus pelo disco solar.

Na primeira década do século XVII, e quase que simultaneamente, quatro astrônomos apontaram seus telescópios (instrumento então recentemente inventado) para o Sol e observaram a existência de manchas solares. Foram eles: Johann Goldsmid, Thomas Harriot, Galileo Galilei e Cristoph Sheiner.

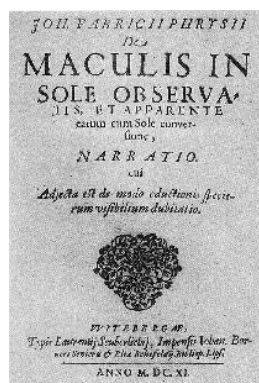


Figura 2.7: Publicação feita por John Goldsmid em 1611.

Johann Goldsmid, também conhecido como Fabrício, nasceu em 1587 na cidade de Resterhave, a noroeste da Alemanha. Seu pai, David Fabrício, um pastor luterano, astrólogo e astrônomo, descobriu em 1596 a variabilidade da estrela Mira Ceti (Omicron Ceti). Entre 1604 e 1610, Fabrício, filho, iniciou os estudos de medicina em Helmstedt e depois de uma curta passagem por Wittenberg, chegou a Leiden, onde se sentiu atraído pela astronomia e, em particular, pelas observações realizadas com telescópios. Constatou a presença de uma mancha solar em 27 fevereiro de 1611 (9 de março no calendário

gregoriano, não utilizado, até então, na região da Frísia). Fabrício se juntou à equipe do pai, que interpretou corretamente o movimento cotidiano das manchas solares como uma indicação da rotação do Sol. Depois de obter, de forma sistemática, algumas observações do Sol, ao terminar sua campanha observacional, Fabrício publicou os dados em junho de 1611, sob o título de: *Maculis in Soles Observatis et Apparente Earum cum Sole Conversione Narratio (Relato das Observações de Manchas no Sol e de sua Aparente Rotação)* (Fig 2.9).

A Thomas Harriot, por sua vez, são atribuídas as observações datadas de dezembro de 1610, como evidenciado em suas anotações. Entretanto, as observações de Harriot foram esporádicas, o que caracteriza seu programa como não sistemático.



Figura 2.8: Manchas solares: à esquerda, um dos muitos desenhos atribuídos a Cristoph Scheiner; à direita, uma reprodução dos desenhos de Galileu Galilei.

Já Galileu Galilei e Christoph Scheiner tentaram relacionar as manchas à alguma propriedade física do Sol. Galileu acreditava que as manchas pertenciam à superfície do Sol, ao contrário da interpretação de Scheiner, para quem tais pontos representavam planetas orbitando o Sol com trajetórias mais próximas do que a de Mercúrio.

Dos fenômenos que afetam a superfície do Sol de modo transitório, as manchas solares são o exemplo mais conhecido. As manchas são pequenas regiões escuras que aparecem sobre a fotosfera, com diâmetros que variam entre milhares a uma centena de milhares de quilômetros e duração entre alguns dias e vários meses. Já as fáculas solares são pontos brilhantes que se formam nas estruturas entre as granulações solares durante a efêmera existência das células convectivas. Estas últimas têm centenas de quilômetros e são constantemente produzidas para se dissipar em escala de tempo de minutos. As fáculas são geradas devido às concentrações das linhas de campo magnético e são encontradas geralmente nas vizinhanças das manchas solares.

A observação contínua do Sol mostrou que o número de manchas não é constante, mas varia fortemente de uma época para outra. O número de manchas solares varia entre zero e um valor máximo, segundo um ciclo que dura aproximadamente onze anos. O último máximo ocorreu no ano 2014.

As manchas solares são regiões da fotosfera onde a temperatura é ligeiramente mais baixa do que a média, isto é, cerca de 4 mil kelvin (em vez de 6 mil kelvin). Assim, as manchas emitem ligeiramente menos luz do que as regiões vizinhas e parecem escuras, por contraste. A análise espectral revelou que as manchas solares são de origem magnética.

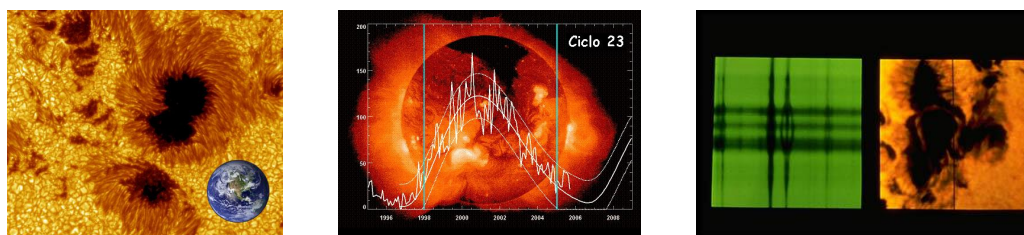


Figura 2.9: A mancha solar comparada ao tamanho da Terra; o ciclo 23-24; o caráter magnético das manchas; e o efeito Zeeman.

Esta é, muito provavelmente, a causa da diferença de temperaturas, mas o mecanismo exato ainda não é conhecido. Várias hipóteses foram sugeridas. Em particular, pode-se dizer que o campo magnético impede que as correntes de gases quentes ascendentes atinjam a superfície do Sol. É igualmente possível considerar que intensas ondas magnéticas sejam emitidas no nível das manchas, o que implicaria uma perda de energia e, portanto, um resfriamento.

## 2.9 O ciclo solar

O ciclo de onze anos das manchas solares está ligado à presença de um campo magnético combinado a dois outros fenômenos: a rotação diferencial do Sol e os movimentos de convecção perto da superfície solar. Por rotação diferencial devemos entender o fato de que nossa estrela não gira sobre si mesma como um bloco rígido. Ao contrário, para cada latitude, o Sol gira com uma velocidade diferente. Por exemplo, perto dos pólos, uma volta completa é efetuada em aproximadamente 35 dias, enquanto no equador, uma volta completa não leva mais do que 25 dias para ser efetuada.

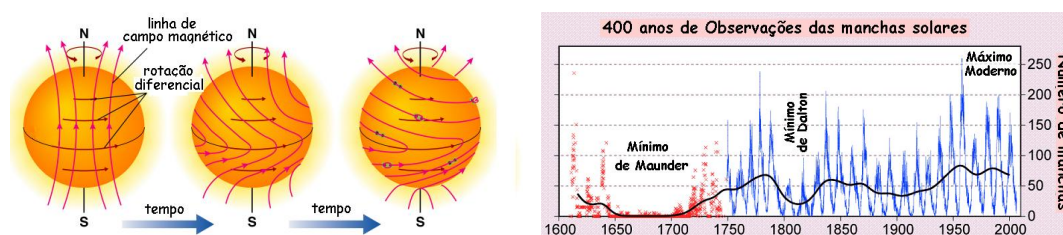


Figura 2.10: À esquerda, a rotação diferencial do Sol; à direita, a variação do ciclo solar no período de 400 anos.

Para explicar como o ciclo de onze anos é produzido, recorreremos ao conceito de linhas de campo: são linhas imaginárias que indicam a direção do campo magnético em qualquer ponto e são muito úteis como meio de representação. Em períodos de calmaria, quando não há manchas visíveis, as linhas de campo ligam os dois pólos do Sol, seguindo, mais ou menos, o eixo de rotação.

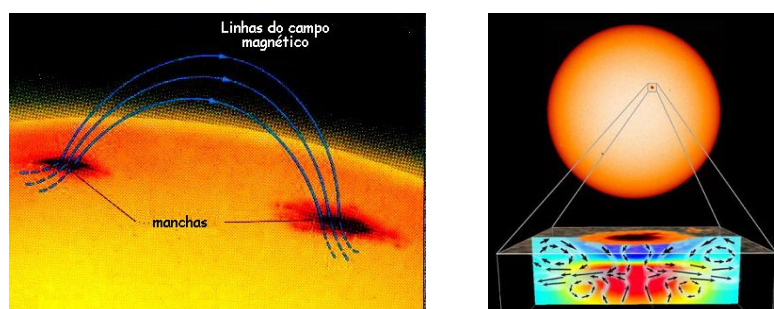


Figura 2.11: Campo magnético em forma de anel orienta as manchas solares. Ilustração criada a partir de observações realizadas com o Instrumento de Imagens Doppler (MDI), do satélite SOHO. As setas indicam uma corrente de matéria que desvia o fluxo normal do plasma do interior, criando uma mancha auto-sustentável.

Entretanto, a rotação diferencial afeta a geometria do campo magnético. O fato de o equador girar mais rapidamente faz com que essas linhas se enrolem, aproximando-as umas das outras. Após um grande número de rotações, as linhas de campo se assemelham finalmente a espirais, fortemente enroladas sobre si mesmas e muito concentradas na região do equador.

Os movimentos convectivos próximos da superfície afetam as linhas de campo, deformando-as e torcendo-as. É provável que uma dessas linhas emergja formando um anel na parte externa do Sol. Nos pés deste anel, onde o campo atravessa a fotosfera (Fig 2.13), é que surgem duas manchas solares. A formação das manchas é entendida assim: sempre acopladas duas a duas.

No meio do ciclo, a multiplicação dos anéis provoca forte interação entre as diferentes regiões magnéticas, o que leva à diminuição geral da intensidade e à redistribuição das linhas de campo entre as diferentes manchas. Quando esta etapa termina, uma outra tem lugar, mas com a polaridade invertida: um novo ciclo tem início.

## 2.10 A cromosfera

Continuando nossa viagem rumo às camadas externas do Sol, deixamos a fotosfera e penetramos numa camada muito tênue denominada cromosfera.

Esta camada tem espessura de milhares de quilômetros e temperatura que varia entre 4 mil e 10 mil kelvin. Devido à sua baixa densidade (igual à milionésima parte daquela da fotosfera), a cromosfera é quase transparente e, por conseguinte, invisível durante o dia. É, entretanto, perceptível por ocasião dos eclipses do Sol, quando tem a aparência de um anel avermelhado muito fino que cerca o disco lunar.

Um modo simples para estudar a cromosfera em ocasiões em que há eclipses (Fig 2.14) é observar o Sol em um comprimento de onda específico, correspondente ao do hidrogênio, denominado  $H_\alpha$ . Neste comprimento de onda, os átomos de hidrogênio da cromosfera se apresentam ionizados pelo meio. Esse tipo de observação tem mostrado que a cromosfera



não é uniforme, mas tem a fronteira externa povoada por uma enorme quantidade de jatos de gás denominados espículos.

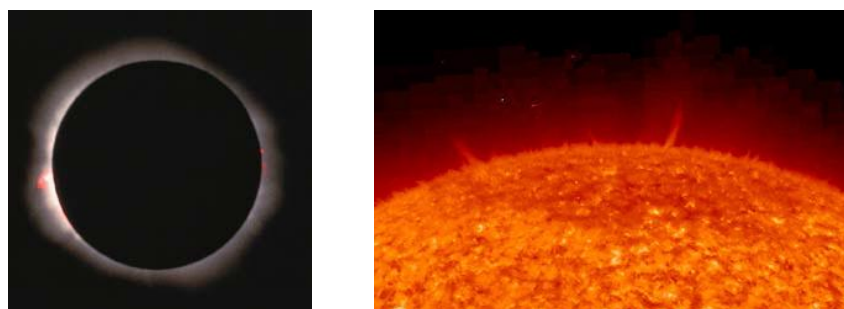


Figura 2.12: À esquerda, a cromosfera, com emissões características em  $H_\alpha$  (no vermelho); à direita, os espículos.

A Fig 2.14 revela em detalhe o perfil do Sol e mostra milhares de pequenos jatos com origem na superfície solar que, como tochas, sopram matéria. Trata-se de uma imagem feita pelo satélite STEREO, que registra um tipo de atividade só possível de ser observado no comprimento de onda do ultravioleta. Estes finos jatos, os espículos, são jatos de plasma<sup>3</sup> que brotam da atmosfera solar com velocidade da ordem de 25 km/s. Descobertos em 1877 por Angelo Secchi, permanecem ainda inexplicados devido à dificuldade de serem estudados, visto terem uma vida curta da ordem de 5 minutos, além de possuírem pequenos tamanhos de 500 km). Os espículos são produzidos pelas ondas de choque, quando estas escapam através superfície do Sol. A taxa de formação dos espículos é da ordem de 100 mil por hora.

## 2.11 A coroa solar

Continuando a nos afastar do Sol, atingimos a fronteira externa da cromosfera, a milhares de quilômetros da superfície solar. Aqui, a temperatura começa a aumentar de repente e de maneira vertiginosa, atingindo muito rapidamente cerca de centenas de milhares de kelvin: entramos na coroa solar. Esta região se estende por milhões de quilômetros. É ainda menos densa do que a cromosfera e tem temperatura extrema de milhões de kelvin.

A Fig 2.15 mostra proeminências solares constituídas de gás incandescente ejetados de uma região ativa na superfície solar. As proeminências se movem através das partes internas da coroa sob a influência do campo magnético do Sol. As instabilidades presentes nos intensos campos magnéticos encontrados dentro das manchas solares e em grupos próximos a elas podem ser uma das causas da formação dessas proeminências, embora os detalhes ainda não sejam compreendidos por completo. Uma proeminência solar típica mede cerca de 100 mil quilômetros de extensão, quase dez vezes o diâmetro da Terra. Algumas dessas estruturas podem perdurar por dias ou mesmo semanas. As qualificadas

---

<sup>3</sup>Gás parcialmente ionizado.



Figura 2.13: Manifestações na superfície do Sol e alguns exemplos de proeminências.

como quiescentes têm a forma de um elmo e podem subsistir por vários meses. Outras, qualificadas como eruptivas ou verticais, têm vida efêmera. As protuberâncias são observáveis para além do disco solar, sob forma de longas chamas brilhantes, ou são vistas projetadas no disco, quando aparecem escuras por contraste com o fundo brilhante e, neste caso, são chamadas de filamentos.

A região da coroa solar é às vezes agitada por fenômenos ainda mais violentos, denominados erupções solares (*flare*). Em alguns minutos, pequenas regiões na parte interna da coroa vêem sua temperatura subir rapidamente até cinco milhões de kelvin, permanecendo assim durante uma hora. Neste período, estas regiões podem liberar uma fração significativa da energia que o Sol emite como um todo. Além disso, as erupções são acompanhadas frequentemente de ejeções de massa coronal. Uma grande quantidade de matéria é lançada para o meio interplanetário à velocidade de várias centenas de quilômetros por segundo.

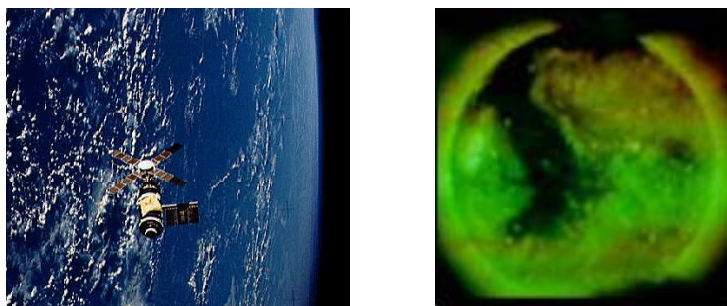


Figura 2.14: À esquerda, o *Skylab*, nave norte-americana dos anos 1970; à direita, a descoberta do buraco coronal.

Outros detalhes sobre os processos físicos na coroa foram obtidos por observações em raios-X. Como o gás coronal se encontra a uma temperatura de vários milhões de kelvin, é neste domínio de comprimento de onda que a radiação é emitida. Tais observações só podem ser realizadas a partir do espaço. Vários instrumentos espaciais foram lançados com este propósito, em particular, a estação norte-americana *Skylab*, nos anos 1970, o satélite SMM (*Solar Maximum Mission*), nos anos 1980, e a sonda européia SOHO, mais recentemente, em 1995.

As observações em raios-X mostraram que a distribuição dos gases na coroa não é homogênea. Foram identificados dois tipos específicos de regiões. As regiões ativas (zonas muito brilhantes, sujeitas a um campo magnético intenso e provavelmente ligadas às

manchas solares da fotosfera) e os buracos coronais (regiões de gás de temperatura e de densidade baixas e de pouca luminosidade). É por estes buracos coronais que a maior parte das partículas energéticas transitam antes de deixar o Sol.

## 2.12 O vento solar

Como a temperatura na coroa é extremamente elevada, a velocidade de agitação das partículas é tão grande que as faz escapar da atração do Sol. Mesmo em períodos de calma relativa, uma grande quantidade de elétrons, prótons e outras partículas energéticas ( $\approx 10^6 \text{ ton/s}$ ) escapa do Sol e se perde no meio interplanetário. A coroa, à medida em que nos afastamos do Sol, assemelha-se muito pouco a uma atmosfera e se transforma em um fluxo contínuo de partículas denominado vento solar. Como a densidade e a pressão do gás diminuem com o aumento da distância ao Sol, as partículas ganham, pouco a pouco, velocidade, até exceder a do som (340 km/s). Ao chegar próximo da Terra, a velocidade das partículas é da ordem de 500 km/s e a densidade é de uma dezena de partículas por centímetro cúbico.



Figura 2.15: Aurora boreal e aurora austral, vistas do satélite IMAGE.

Apesar de a taxa de perda de massa do Sol devido ao vento solar ser significativa, o Sol, desde o seu nascimento, perdeu uma fração muito pequena da massa total; senão, vejamos: a perda estimada pelo vento é da ordem de  $10^6 \text{ ton/s}$ . Como a idade estimada de nossa estrela é de  $5,0 \times 10^9$  anos, podemos calcular a perda relativa de sua massa por intermédio do cálculo:

$$\% \frac{\Delta m}{m} = \frac{1.000.000 \times 5,0 \times 10^9 \times 365,25 \times 24 \times 3600}{2,0 \times 10^{27}} \times 100\% = 0,008\%$$

Conquanto a densidade do vento solar seja baixa, podemos enumerar diversas manifestações da influência deste no meio interplanetário. O vento solar pode ter uma grande influência em nosso planeta, particularmente nas épocas em que o Sol está ativo (perto do máximo das manchas solares), quando o vento é forte, e por ocasião dos *flares* e das

ejeções de massa coronal. O vento solar tem uma influência significativa em nossa ionosfera, no nosso campo magnético, nas auroras e nos sistemas de telecomunicação. Podemos citar que, além da antecipação da queda do laboratório espacial *SkyLab*, existem motivos para acreditar que a liberação de grande quantidade de partículas detectadas pelo satélite SOHO, em janeiro de 1997, tenha sido a causa de danos permanentes ao satélite de comunicação Telstar 401 (primeiro satélite de comunicações civil desenvolvido pela Nasa e a firma de telecomunicação *AT&T*).

## 2.13 A interação do vento solar com a atmosfera terrestre

O ambiente próximo da Terra é constituído por um complicado amontoado de partículas, tais como prótons e elétrons, em diferentes níveis de energia e de baixa densidade, de tal forma que as colisões acontecem somente ocasionalmente. É possível distinguir nesse meio três regiões com características próprias. Uma destas regiões, os cinturões de Van Allen, são estruturas próximas da Terra que foram descobertas no início da era espacial, por ocasião do Ano Geofísico Internacional.

Envolvendo a região equatorial da Terra, e se estendendo até próximo dos Círculos Ártico e Antártico, os cinturões de Van Allen, na forma de dois anéis, confinam partículas altamente energéticas. O cinturão interior tem os raios interno e externo situados entre mil e 5 mil quilômetros, respectivamente, a partir da superfície da Terra. Confinam prótons que se originam do decaimento dos nêutrons produzidos pela interação dos raios cósmicos com átomos e moléculas da atmosfera da Terra, enquanto o cinturão exterior, situado entre 15 mil e 25 mil quilômetros da superfície terrestre, é formado por íons de hélio trazidos pelo vento solar. Essas estruturas não representam perigo potencial para os astronautas, tanto da estação internacional (ISS) como das missões regulares do ônibus espacial, visto que as órbitas típicas dessas missões não alcançam as bordas internas dos cinturões.

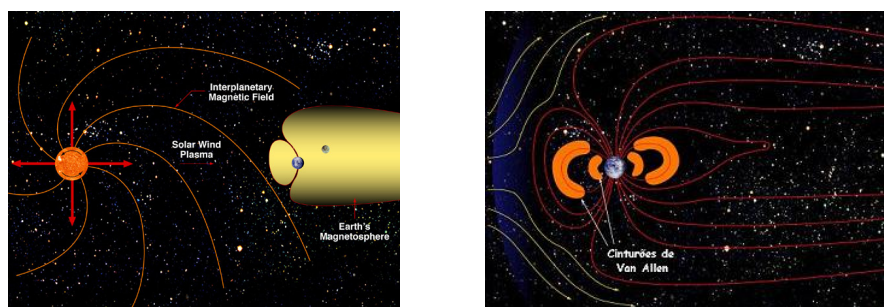


Figura 2.16: Os cinturões de Van Allen e a forma da magnetosfera terrestre.

A segunda população de partículas, denominada esfera de plasma, consiste de partículas de baixa energia congeladas pelo campo magnético da Terra e que giram sincronizadas com a rotação terrestre. Como os cinturões de Van Allen, esta esfera de partículas é uma característica permanente do ambiente da Terra.

A terceira região de partículas do espaço próxima à Terra é uma corrente com a forma de uma cauda que se sobrepõe ao cinturão de Van Allen e a região de plasma. Aqui, as partículas possuem uma carga de energia de alguns milhares de volts, mas não estão distribuídas uniformemente ao redor da Terra. A região é mais proeminente do lado noturno e mais pronunciada quando de eventos solares severos que influenciam a magnetosfera da Terra.

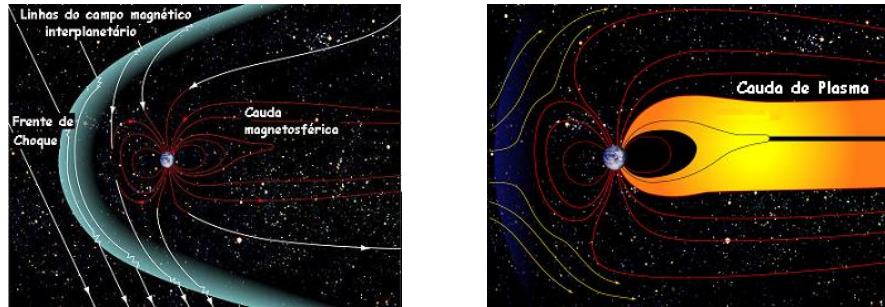


Figura 2.17: A magnetosfera terrestre e a cauda de plasma orientada pelo campo do Sol.

Já a atmosfera da Terra não tem, na verdade, um limite bem definido. Mesmo na órbita do ônibus espacial, ainda podemos encontrar vestígios da atmosfera, sendo possível aos satélites artificiais detectá-la a 10 mil quilômetros da superfície da Terra. A atmosfera externa ocupa, na realidade, a mesma região do espaço onde se situa a região de plasma, o anel e os cinturões de Van Allen. A atmosfera da Terra é complexa. Como que formada em camadas, ela troca gás com as profundas camadas da magnetosfera. Uma das mais interessantes camadas da atmosfera é denominada de ionosfera: camada de partículas carregadas que cercam a Terra a uma altura aproximada de 100 quilômetros. Logo após Marconi inventar o rádio, em 1909, este novo aparelho foi utilizado para provar a existência dessa camada. Por volta de 1931, constatou-se que a ionosfera podia ser alterada pelo bombardeio de partículas provenientes do Sol, causando perturbações para as emissões radiofônicas geradas na Terra. Essas influências foram consideradas um dos maiores problemas tecnológicos enfrentados pelas comunicações do século XX, até que as comunicações via satélite ofereceram uma forma alternativa de retransmissão dos sinais radio de um lugar para outro no globo terrestre.

Da mesma forma que um espelho reflete a luz, uma nuvem de partículas carregadas pode refletir as ondas de emissão rádio. Quanto mais densa a nuvem, mais elevada a frequência rádio que pode ser refletida por ela. A densidade típica da ionosfera é de cinco partículas por centímetro cúbico, o que significa que as frequências AM são refletidas com facilidade, mas as chamadas frequências moduladas (FM) passam por essa região com dificuldade. Os sinais das transmissões televisivas são afetados, obrigando que as antenas repetidoras desses sinais estejam situadas nos lugares mais alto das cidades.

O vento solar pode interagir com a magnetosfera terrestre, visto ambos serem compostos por fluidos eletricamente condutores, cujos movimentos devem poder gerar, em princípio, correntes elétricas pelo efeito dínamo, processo que extrai energia do vento solar. O processo é dificultado porque o plasma é facilmente conduzido (congelado) pelas

linhas do campo magnético, mas não tão facilmente pelo campo perpendicular a eles. Assim, é importante que uma conexão magnética provisória seja estabelecida entre as linhas de campo do vento solar e aquelas da magnetosfera da Terra, o que é possível por um processo conhecido como reconexão magnética. Isto acontece mais facilmente com a inclinação para a direção sul das linhas do campo interplanetário, visto que, nestas condições, as linhas de campo estão próximas do pólo magnético norte (de forma análoga, a mesma condição se verifica perto do pólo sul).



Figura 2.18: Aurora: região de entrada do vento solar.

As correntes elétricas que se originam dessa forma fornecem a energia para os elétrons da aurora. O plasma da magnetosfera possui uma grande quantidade de elétrons: alguns são magneticamente aprisionados, enquanto outros residem na cauda da magnetosfera ou mesmo na ionosfera, região que pode se estender a dezenas de milhares de quilômetros em torno da Terra.

Algumas dessas partículas são desviadas, enquanto outras interagem com as linhas do campo magnético, fazendo com que as correntes das partículas carregadas dentro dos campos magnéticos se dirijam para os pólos: daí a razão da simultaneidade das auroras nos dois hemisférios (essas correntes são denominadas correntes de Birkeland, em homenagem a Kristian Birkeland, físico norueguês que as descobriu). Quando uma carga elétrica atravessa um campo magnético, ela gera uma corrente elétrica. Conforme essas correntes descem até a atmosfera ao longo das linhas do campo, elas ficam mais carregadas. Quando se chocam contra a ionosfera (região superior da atmosfera da Terra), elas colidem e interagem com os íons do oxigênio e do nitrogênio, transferindo a energia para esses íons.

# Capítulo 3

## Heliosismologia

### 3.1 Introdução

O estudo do Sol e das estrelas do tipo solar representa um ramo muito interessante da astrofísica. Em 1962 a descoberta das oscilações de período de cinco minutos marcou o início da heliosismologia. Regiões da superfície solar que estão se movendo para cima e para baixo (oscilações) se manifestam como ondas acústicas que viajam através do Sol como um todo. A partir das manifestações na superfície solar é que podemos obter informações de seu interior de forma similar pela qual os geofísicos utilizam os terremotos para aprender sobre o interior da Terra.

A ciência que se ocupa do estudo dessas manifestações periódicas é chamada de heliosismologia. No Sol e nas estrelas ditas tipo solar estas ondas acústicas são geradas nas camadas turbulentas mais externas de seu interior. Nestas regiões bolhas de gás quente sobem para a superfície onde resfriam e afundam novamente (como as bolhas em uma panela de água fervente). Essas ondas são refratadas a diferentes distâncias do centro da estrela como resultado do aumento da temperatura (portanto da velocidade do som) com a profundidade. Ondas acústicas (ressonantes) de particulares frequências interferem de forma construtiva dando origem a ondas estacionárias como em um instrumento musical. A partir dessas frequências podemos aprender sobre a natureza dos objetos pulsantes. As ondas estacionárias são chamadas de modos de oscilação e as formas dos modos na superfície da estrela são representadas por harmônicos esféricos.

Os modos podem ser medidos a partir deslocamentos Doppler das linhas espectrais e/ou das flutuações das intensidades luminosas. Um modo de oscilação particular do Sol é mostrado na Fig 3.1. O corte no lado direito da imagem dessa mesma figura revela o padrão dos modos de oscilação no interior do Sol. As frequências de oscilação são obtidas pelas análises das imagens Doppler ou das variações nas intensidades do sinal em cada instante por harmônicos esféricos obtidos de um espectro de potências da transformada discreta de Fourier das amplitudes resultantes. O resultado é ilustrado na figura pelo diagrama sobreposto que mostra o espectro de energia das oscilações para a estrela  $\beta$  Hydra; estrela mais brilhante da constelação da Hydra situada no hemisfério sul. O gráfico representa o resultado das análises dos espectros Doppler sobreposto ao ajuste

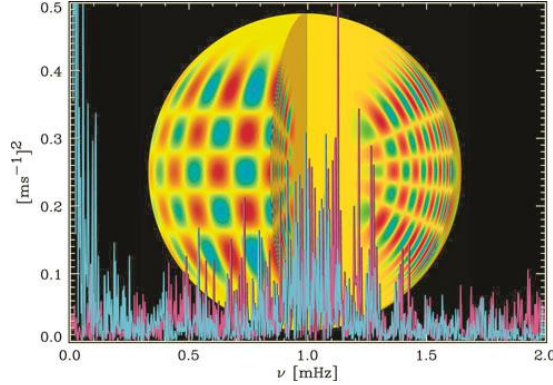


Figura 3.1: Harmônicos esféricos de uma onda no Sol. O corte no lado direito mostra o padrão das ondas estacionárias dentro do Sol.

teórico. A partir das medidas das oscilações somos capazes de estudar a física do interior das estrelas com precisão.

## 3.2 Oscilações estelares

Estrelas cuja luminosidade varia periodicamente são conhecidas há séculos. Contudo, apenas nos últimos cem anos tem sido claramente estabelecido que em muitos casos estas variações são devida a pulsações intrínsecas das próprias estrelas. Por motivos óbvios (facilidade de detecção) estudos de estrelas pulsantes foram inicialmente concentradas naquelas que apresentavam pulsações com grandes amplitudes, como as Cefeidas, e variabilidade de longo período. As variações destas estrelas podem ser entendidas em termos das pulsações de modo radial fundamental, onde a estrela expande e se contrai, preservando sua simetria esférica. Foi constatado de pronto (Shapley, 1914) que o período de tais movimentos são dados pela escala de tempo dinâmico da estrela:

$$t_{dyn} \sim \left(\frac{R^3}{GM}\right)^{\frac{1}{2}} \sim (G\rho)^{-\frac{1}{2}}$$

onde  $R$  é o raio da estrela,  $M$  a massa,  $\rho$  a sua densidade média e  $G$  a constante gravitacional. Assim, a observação do período fornece imediatamente uma estimativa de uma propriedade intrínseca da estrela, a saber: a sua densidade média.

Como exemplo, lembremos que para o Sol  $R_{\odot} \approx 7 \times 10^8 \text{m}$  e  $M_{\odot} \approx 2 \times 10^{30} \text{kg}$ , e considerando que  $\rho = \frac{M}{V}$  e  $V = \frac{4}{3}\pi R^3$  temos para o Sol  $\rho = 1400 \text{kg/m}^3$ .

As Cefeidas se encontram em uma estreita e quase vertical faixa no diagrama HR denominada faixa de instabilidade. Como resultado, há uma relação direta entre a luminosidade destas estrelas e os seus raios; assumindo também a relação massa-luminosidade se obtém uma relação entre a luminosidade e os períodos, obtido da escala anterior como o  $t_{dyn}$ . Este argumento motiva a existência de uma relação período-luminosidade para as Cefeidas: assim, os períodos, que são fáceis de se determinar observacionalmente podem



ser usados para inferir a luminosidade intrínseca e, uma vez que a luminosidade aparente pode ser medida, pode-se determinar a distância às estrelas. Isso proporciona um dos mais importantes indicadores de distância na astrofísica. A relação empírica entre o período de uma Cefeida,  $P$  (em dias), e sua magnitude absoluta  $M_v$  é dada por

$$M_v = -2,76 \log P - 1,4$$

Essa relação é derivada de dados coletados de Cefeidas cujas distâncias foram determinadas por outros métodos.

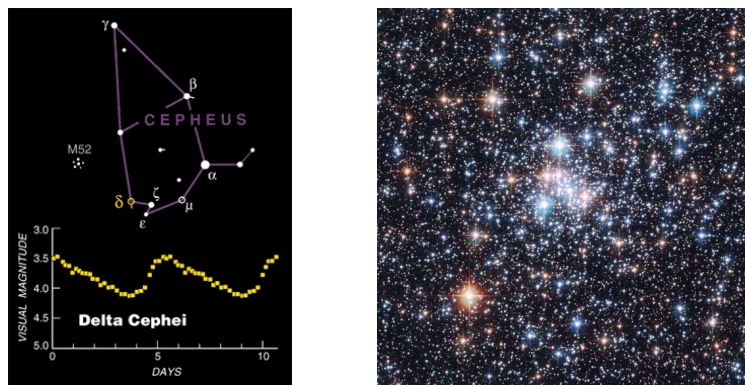


Figura 3.2: Curva de luz da estrela  $\delta$  Cephei(E). Aglomerados estelares abertos são excelentes laboratórios astronômicos, fornecendo excelente material para o estudo da evolução estelar

Por outro lado, do ponto de vista astrofísico, as estrelas são relativamente bem conhecidas. Modelos de evolução estelar explicam ou pelo menos, representam razoavelmente bem, muitas das propriedades observadas das estrelas. Modelos estelares são calculados com base nas condições físicas assumidas para o interior estelar, incluindo as propriedades termodinâmicas da matéria estelar, a interação entre matéria e radiação, e as reações nucleares que produzem a luminosidade estelar. Seguindo as modificações estruturais a medida que as estrelas evoluem pela fusão dos elementos mais leves, a partir da transformação do hidrogênio em hélio os modelos, em função da idade, prevêem como deve se modificar as propriedades observacionais das estrelas. Estas previsões podem então ser comparadas às observações. Exemplo importante é a classificação das estrelas em termos das temperaturas superficiais e das luminosidades, particularmente para aglomerados estelares nos quais as estrelas, formadas provavelmente de uma mesma nuvem interestelar, podem ser consideradas compartilhar a mesma idade e composição química de origem.

Essas distribuições apresentam, em geral, um bom acordo com os modelos teóricos, ademais, a comparação entre as observações e os modelos fornece estimativas das idades dos aglomerados, de considerável interesse para a compreensão da evolução da Galáxia. Testes adicionais, com resultados bastante satisfatórios, proporcionam a determinação das massas das estrelas a partir dos movimentos relativos em sistemas binários. Esses resultados dão alguma confiança para utilização dos modelos estelares em outras áreas

da astrofísica. Estes incluem estudos da síntese de elementos em fases mais avançadas da evolução estelar, a utilização das explosões de supernovas cuja forma das curvas de luminosidade permite a determinação de suas magnitudes absolutas e utilizá-la como "velas padrão" em cosmologia para estimar as distâncias em escalas extragalácticas e das estimativas da composição do elemento primordial a partir de observações estelares.

Um aspecto importante na astrofísica estelar é a utilização das estrelas como laboratórios de física. Uma vez que são admitidas bem conhecidas as propriedades básicas das estrelas e sua modelagem, pode-se esperar que o uso detalhado das observações possa fornecer informações sobre a física do interior estelar na medida em que estas sejam reconhecidas nos dados observacionais. Isto é de interesse óbvio: as condições reinantes no interior das estrelas são geralmente muito mais extremas, em termos de temperatura e densidade, que seria viável se obter em condições controladas em laboratórios na terra. Análises dos dados observacionais podem nos fornecer informações suficientemente detalhadas da matéria sob severas condições.

Na realidade, não há motivo para extremo entusiasmo quando se refere ao status da astrofísica estelar. Observações relevantes do interior estelar fornecem apenas limitadas informações sobre as propriedades mais detalhadas das estrelas. Quando a informação mais detalhada está disponível, como a abundância superficial, os modelos muitas vezes não conseguem explicá-la. Além disso, os modelos são, de fato, extremamente simples em comparação com a complexidade potencial do interior estelar. Em particular, a convecção, que domina o transporte de energia na maior parte das estrelas, é tratada de forma rudimentar, enquanto que outras instabilidades hidrodinâmicas potenciais são geralmente negligenciadas. Também a rotação estelar raramente é levada em conta, e poderia ter efeitos importantes sobre a evolução. Estas limitações poderiam afetar, por exemplo, a modelagem dos estágios finais da evolução estelar, que depende sensivelmente do perfil da composição química estabelecida durante a vida da estrela.

### 3.3 As oscilações do Sol

O Sol oferece um exemplo de estrela que pode ser estudado em detalhes. É uma estrela relativamente simples, em fase intermediária de sua vida com cerca de metade da abundância original de hidrogênio central que comparada com outras estrelas apresenta em seu interior condições físicas normais. Assim, em princípio, o Sol é um caso ideal para testar a teoria da evolução estelar.

Na prática, o sucesso desses testes foi considerado por longo tempo duvidoso. A modelagem do Sol depende de dois parâmetros desconhecidos: a abundância inicial de hélio e um parâmetro que caracteriza a eficácia do transporte convectivo de energia perto da superfície solar. Estes parâmetros podem ser ajustados para fornecer um modelo para a massa solar, combinando o raio solar e a luminosidade com a idade do Sol. Contudo, dados estes parâmetros, a medida das propriedades da superfície do Sol não fornece um teste independente para o modelo. Além disso, dois problemas potencialmente graves com os modelos solares têm sido amplamente considerados. Um deles, o chamado problema

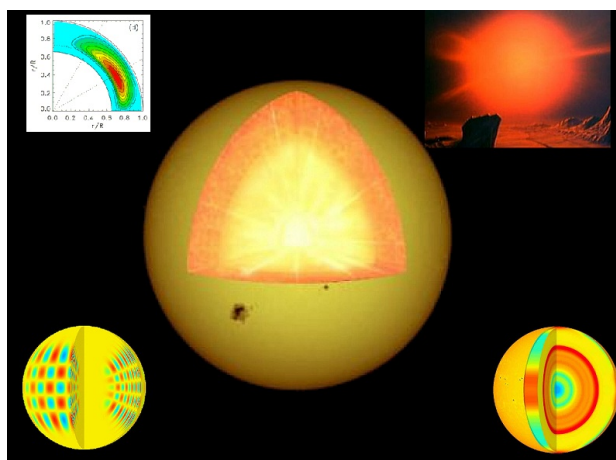


Figura 3.3: Heliosismologia.

da baixa luminosidade inicial do Sol, que resultou na constatação de que os modelos previram que a luminosidade inicial solar, nos primórdios da fusão do hidrogênio era de aproximadamente 70% do presente valor. Todavia, evidências geológicas levam a crer não ter havido grandes alterações climáticas na Terra ao longo dos últimos 3,5 Ganos (Sagan e Mullen, 1972). Estas mudanças da luminosidade é o efeito fundamental da conversão do hidrogênio em hélio e das mudanças resultantes na estrutura solar, dessa forma aqueles que tentam calcular modelos sem lançar mão de tais alterações recorrem de medidas drásticas tais como sugerir a mudança da constante gravitacional.

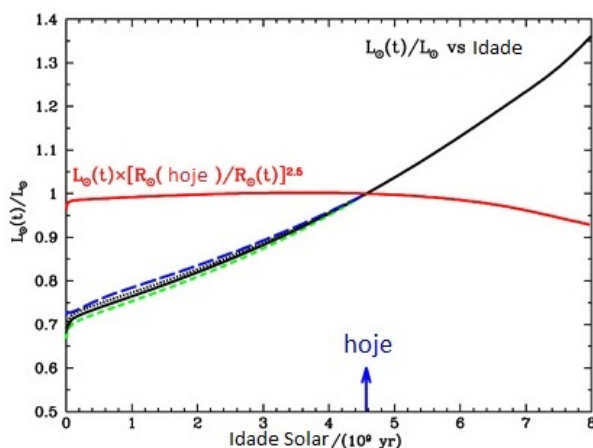


Figura 3.4: Luminosidade solar normalizada versus idade solar para o modelo solar padrão (curva sólida).

Como citado por Sagan e Mullen, uma explicação mais provável é considerar que as condições na atmosfera da Terra sofrem uma acomodação, para compensar a mudança na luminosidade solar. O fato mais preocupante está na tentativa de se detectar os neutrinos criados no núcleo do Sol pela reação de fusão resultar em valores do fluxo abaixo

do esperado. Isto, obviamente, levantou dúvidas sobre os cálculos dos modelos solar e, conseqüentemente, sobre a nossa compreensão geral sobre a evolução estelar, resultando em uma série de propostas para modificar os modelos de forma a fazê-lo de acordo com as medidas dos fluxos de neutrinos.



Figura 3.5: Observatório de Neutrinos de Sudbury, em Ontario, Canadá. Trata-se de uma esfera de 12 m, enterrado 2,1 quilômetros abaixo do solo em uma velha mina

Nas últimas quatro décadas a comunidade científica tem notado um grande aumento da quantidade de informações sobre o interior solar por intermédio de extensivas observações das oscilações da superfície solar. As análises dessas oscilações, apropriadamente denominado heliosismologia, resultaram em precisas e detalhadas informações sobre as propriedades do interior solar, rivalizando e em alguns aspectos excedendo a nosso conhecimento sobre o interior da Terra.

### 3.4 História do início da heliosismologia

O desenvolvimento da heliosismologia foi intensamente impulsionado pelas observações. Assim, o rápido progresso está diretamente ligado à evolução e detecção observacional das oscilações solares. Além dos métodos clássicos ligados às técnicas fotométricas e espectroscópicas, medidas astrométricas tradicionais fazem parte do acervo observacional do Sol que serviram para estudar o comportamento do sol afim de investigar seu interior. Essas informações serão discutidas adiante.

É possível que as primeiras indicações de oscilações solares tenham sido detectadas por Plaskett (1916), que observou flutuações nas medidas Doppler de velocidade da superfície solar nas medições da velocidade de rotação do Sol. Não ficou claro, no entanto, se a flutuação era verdadeiramente solar ou se elas eram induzidas por efeitos produzidos na atmosfera da Terra. A origem solar destas flutuações foi estabelecida por Hart (1954 e 1956). As primeiras observações definitivas das oscilações registradas na superfície solar foram feitas por Leighton e colaboradores (1962). Eles detectaram variações locais da velocidade Doppler com períodos de cerca de 300s que desapareciam depois de alguns períodos. Surpreendentemente, eles notaram o potencial da utilização desse período observado para sondar as propriedades da atmosfera solar. A confirmação foi feita por Evans e Michard (1962).

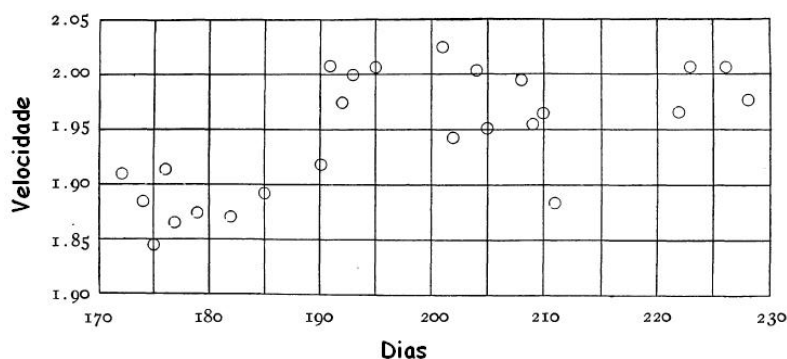


Figura 3.6: O gráfico mostra claramente uma variação cíclica de 0,74 km, conforme Paskett, ApJ 43, 1916

Observações realizadas por Leighton e colaboradores (1962) também levaram a detecção de movimentos convectivos em escalas correspondente as super granulação solar. Estudo do campo de velocidade na atmosfera solar foi detectada e medida utilizando-se de técnicas de medidas do campo magnético. As observações revelaram que grandes células de matéria distribuídas uniformemente por toda superfície do sol se moviam horizontalmente. O movimento dentro de cada célula sugere um fluxo (horizontal) que se eleva de uma fonte interna da célula. Diâmetros típicos têm  $1,6 \times 10^4$  km, espaçamentos entre centros de  $3 \times 10^4$  km e velocidade de  $0,5 \text{ km s}^{-1}$ . A duração de vida dessas estruturas é de  $10^4 - 10^5$  seg. A aparência e as propriedades dessas células sugerem que sejam uma manifestação superficial de um padrão típico de uma supergranulação de correntes convectivas provenientes das regiões profundas do sol.

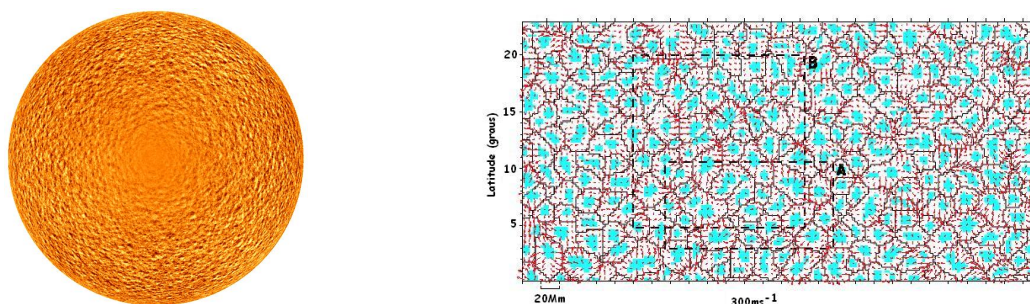


Figura 3.7: (E) Imagem doppler obtida pelo satélite SOHO-MDI. (D) Campo de  $45^\circ \times 22,5^\circ$  de um conjunto de dados, extraídos do satélite SOHO-MDI em janeiro de 2002, mostrando núcleos de superestruturas emergentes (azul) e as associadas células (linhas pretas) deduzidas a partir de uma média de 4 horas, centrada em  $t = 16h$ , com o campo do fluxo correspondente a média (setas vermelhas) sobreposta. A escala de velocidades é de  $300 \text{ m/s-1}$  conforme indicado (DeRosa ApJ 2004).

A Fig. 3.7(E) é uma imagem que representa a média de 30 minutos de uma série de diagramas Doppler. Trata-se do resultado de uma média de 30 mapas de velocidade de

todo disco solar de onde foram subtraídas a contribuição devido a rotação do sol. A escala de cores é tal que a parte escura refere-se ao movimento na direção do observador e a brilhante o movimento das estruturas se afastando. A imagem resultante mostra um padrão que corresponde a de supergranulação. A área "lisa" do centro da imagem é onde as super estruturas não contribuem para o sinal, dado que as medidas detectam somente movimentos horizontais.

Historicamente as primeiras observações das oscilações de cinco minutos foram de curta duração e de extensão espacial limitada. Com apenas essas informações, as oscilações foram interpretadas como um fenômeno local na atmosfera solar, ondas de coerência espacial e temporal limitadas, possivelmente induzida pela convecção (ver, por exemplo, Bahng e Schwarzschild, 1963). No entanto, as tentativas de determinar sua estrutura foram feitas por vários autores, inclusive por Frazier (1968) por intermédio de observações utilizando-se das transformadas discretas de Fourier das oscilações em função da posição e do tempo. Frazier poderia obter os espectros de potência em função da identificação da onda e da frequência, mostrado pelo espectro de potência. Essas observações indicaram que a natureza dessas oscilações não era simplesmente superficiais o que acabou inspirando os principais avanços teóricos que levaram a compreensão da sua natureza: Ulrich (1970), Leibacher e Stein (1971) propuseram que as observações resultavam da propagação de ondas acústicas no interior solar. Tais cálculos foram desenvolvidos por Wolff (1972), Ando e Osaki (1975), que encontraram oscilações em uma gama relevante de frequências e que poderiam ser linearmente instáveis. No entanto, a descoberta definitiva veio com as observações de Deubner (1975), que pela primeira vez identificou sinais característicos das ondas no diagrama de frequência, refletindo a estrutura modal das oscilações. Observações semelhantes foram relatados por Rhodes et colaboradores (1977), que compararam as frequências com modelos computadorizados para obter as limitações das propriedades da zona de convecção solar.

A existência de oscilações no intervalo de cinco minutos, tanto de baixo grau, detectadas por Claverie et al. (1979), como de alto grau encontrada por Deubner (1975), sugerem fortemente uma causa comum (Christensen, Dalsgaard e Gough, 1982). O intervalo entre essas observações foi preenchido por Duvall e Harvey (1983), que fez observações detalhadas de grau intermediário. Isso também permitiu a identificação definitiva da ordem dos modos, mesmo para os baixos, estabelecendo a conexão com os modos de alto grau para as quais as ordens poderiam ser determinadas diretamente. Ao fornecer uma gama completa dos modos, estas e as posteriores observações abriram o caminho para obter detalhadas propriedades do interior solar, tais como a rotação interna (Duvall e colaboradores 1984) e da velocidade do som (Christensen-Dalsgaard e colaboradores 1985).

Nos últimos anos, presenciamos um enorme progresso no que diz respeito ao conhecimento sobre os processos dinâmicos que dominam o interior solar, permitido graças ao avanço da heliosismologia e ao aprimoramento de modelos numéricos mais sofisticados. A heliosismologia estuda a propagação das ondas de pressão no interior do Sol, em contraposição à sismologia, que realiza o estudo das ondas sísmicas na Terra.

As ondas de pressão no interior solar são geradas pela turbulência na zona convectiva, próximo da superfície do Sol, e praticamente não têm componente transversal (ondas-s).

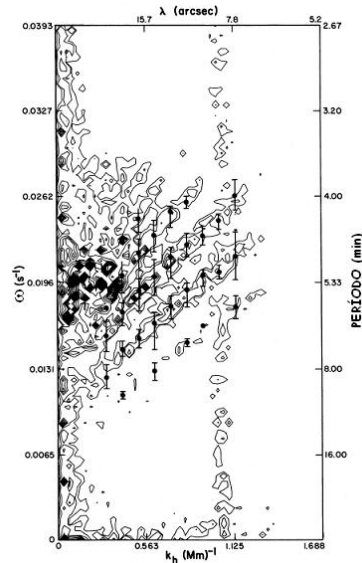


Figura 3.8: Diagrama mostrando a distribuição de potência teórica no plano  $(k, \omega)$  realizado para os 256 minutos do plano de observação. No gráfico os resultados teóricos (contornos) são comparados com os resultados observacionais do Deubner 1975 (pontos grandes, com as respectivas barras de erros) (Rhodes e colaboradores ApJ 1977).

Ao mesmo tempo, certas frequências são amplificadas pela interferência construtiva, ou seja, a turbulência “eco” no Sol como um sino. O movimento causado pela convecção turbulenta, influenciado pela rotação solar, redistribui o momento angular e a propagação de energia e gera rotações diferenciais, circulação meridional de matéria e campo magnético por meio do processo dínamo. O estudo dos movimentos convectivos em escalas globais, como indicadores da variabilidade solar e da interação com o meio interplanetário, além do interesse prático, cria perspectivas na sofisticação dos modelos teóricos.

Denominamos *tachocline* a região solar de transição entre o interior radiativo e a região da rotação diferencial na zona convectiva exterior (ver Fig 3.10). Na *tachocline*, perto da base da zona de convecção, altas velocidades angulares provocam a amplificação dos campos e, como consequência, promovem a formação de regiões ativas. A convecção, as instabilidades e as estratificações turbulentas no meio de propagação estabelecem o cenário da rica dinâmica do interior do Sol, a qual desafia a confecção de modelos teóricos.

### 3.5 O diâmetro aparente do Sol - Observação global

O ano de 1975 foi um excelente ano para a heliosismologia. Um evento importante foi o anúncio por Hill da detecção de oscilações no diâmetro aparente solar (Hill et al., 1976; Brown et al. 1978). Esta foi a primeira vez que se considera a existência de oscilações verdadeiramente global do Sol. Esta descoberta teve como consequência abrir a possibilidade de investigar o interior solar (Scuflaire et al., 1975; Christensen-Dalsgaard e Gough, 1976;

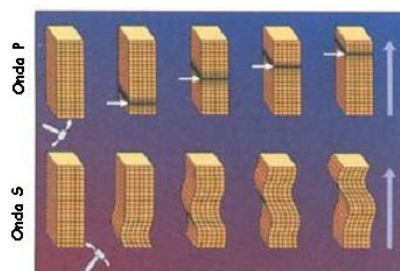


Figura 3.9: Ondas longitudinais (p) e transversais (s)]

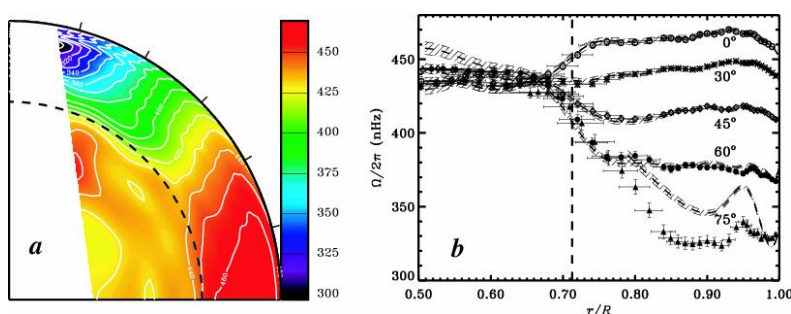


Figura 3.10: Perfil representativo das velocidades angulares no interior solar, segundo a heliosismologia (Thompson et al., 2003). Na figura (a), um gráfico 2D (latitude-raio) mostra a média das frequências de rotação. No painel (b), a velocidade angular é traçada em função do raio para as diversas latitudes. A linha tracejada indica a base da zona de convecção (MDI-SOHO)

Iben e Mahaffy, 1976; Rouse, 1977). Simultaneamente, Brookes et al. (1976) e Severny et al. (1976) anunciaram detecções independentes de uma oscilação solar com um período de 160 minutos, com semelhante potencial interessante de diagnóstico. Mesmo que estas detecções inicialmente tenham sido consideradas não terem origem solar, estas descobertas desempenharam papel importante como fonte de inspiração para o desenvolvimento da heliosismologia.

O próximo passo observacional significativo foi a identificação dos modos de oscilações de cinco minutos na velocidade Doppler em luz integrada por toda superfície do disco solar (Claverie e colaboradores, 1979). Tais observações só são sensíveis para oscilações em harmônico esférico de baixo grau e, portanto, estas foram as primeiras detecções determinadas de verdadeiros modos globais. O padrão de frequência, com picos regularmente espaçados, corresponde as previsões teóricas com base na teoria assintótica dos modos acústicos radiais de alta ordem (Christensen-Dalsgaard e Gough, 1980). Outras observações, de alta resolução em frequência foram realizadas a partir do pólo sul durante o verão austral de 1979-1980 (Grec e colaboradores, 1980); resolveram os multipletos individuais em espectros de baixa grau que permitiu uma comparação entre os dados de frequência,



---

incluindo as separações de frequências e os modelos solares. A estrutura do espectro de frequência foi analisada assintoticamente por Tassoul (1980). Gough (1982) mostrou que a pequena separação entre as frequências estava relacionada à curvatura da velocidade do som no núcleo solar, assim comprovaria, por exemplo, a mistura de materiais no núcleo.

# Capítulo 4

## Aula prática - Rotação do Sol

### 4.1 O Período de Rotação do Sol

*Objetivos:*

- O aluno deve ser capaz de indicar o sentido de rotação do Sol, visto da Terra
- O aluno deve ser capaz de indicar a taxa de rotação do sol.
- O aluno deve ser capaz de explicar como a taxa de rotação do Sol pode ser determinada a partir das observações das manchas.
- O aluno deve ser capaz de descrever o aspecto das manchas solares, as mudanças de longo termo na sua aparência, e o tempo de vida das manchas solares.
- O aluno deve entender o quão complexo é interpretar as fotografias bidimensionais das manchas a partir de seu movimento em três dimensões observado a partir da terra.
- O aluno deve entender como se obtém a partir das imagens das manchas informações científicas significativas.

*Procedimentos:*

*Aprendendo a*

- Usar o programa **CLEA** para visualizar as imagens CCD tomados no projeto **GONG (Global Oscillation Network Group)**.
- Medir as posições das manchas solares nestas imagens.
- Compreender a relação entre as posições x e y das manchas na imagem com as coordenadas esféricas na superfície do Sol.
- Determinar a taxa de variação das coordenadas das manchas na superfície do Sol.

- Compreender a relação entre a velocidade angular das manchas e a taxa de rotação do Sol.
- Compreender a diferença entre o período sinódico e sideral de rotação do Sol.

Você será capaz de:

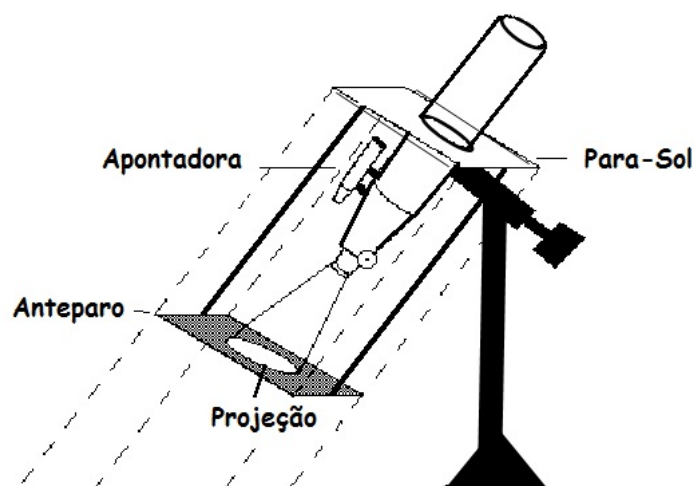
- Selecionar uma série de imagens do Sol com presença de manchas adequadas para efetuar as medidas.
- Ver uma animação das imagens mostrando o movimento das manchas como a rotação do Sol.
- Estabelecer um procedimento para determinar a taxa de rotação aparente do Sol, medindo as posições das manchas solares.
- Converter a taxa de rotação aparente do Sol na taxa sideral de rotação do sol.
- Explore como a taxa de rotação depende da latitude.
- Você deve relembrar algumas expressões que serão utilizadas no desenvolvimento desta atividade.

Grau	Coordenadas Heliográfica	Dia Juliano	Latitude	Longitude	Pixel
Fotosfera	Revolução	Rotação	Período Sideral de Rotação	Mancha Solar	Período Sinódico de Rotação

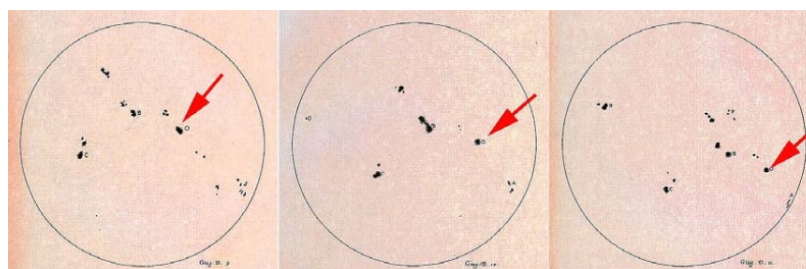
## 4.2 Introdução

Embora existam registros chineses antigos de manchas solares vistas ao pôr do Sol, o disco solar é geralmente muito brilhante, e as manchas solares muito pequenas, para serem vistas a olho nu, embora sejam facilmente vistas usando um telescópio (1). Assim, Galileu Galilei, que foi pioneiro no uso do telescópio em astronomia, foi um dos primeiros a publicar uma série de observações de manchas realizadas com seu telescópio em 1613. Galileu reconheceu que as manchas eram fenômenos na superfície visível do Sol, e que se moviam como o Sol em rotação, contrariamente ao Jesuíta Christoph Scheiner que concluiu serem projeções de pequenos corpos que orbitavam o Sol.

A sequência de três imagens desenhadas por Galileu, de três dias consecutivos de observação, é vista na figura a seguir. Estes esboços mostram claramente (seta vermelha) o movimento das manchas solares. Nota-se que a aparência das manchas parece mudar -



(1) *Muito embora existam filtros que podem ser colocados a frente da objetiva com suficiente eficiência para rejeitar mais de 96% da luz solar, recomenda-se, face a dificuldade de realização desses filtros e de seu preço, que a observação do Sol quando necessária seja realizada por projeção. Nesta técnica a imagem do Sol é projetada em uma tela branca.*



trata-se da variabilidade na aparência das próprias manchas solares. Elas crescem e diminuem de tamanho, têm duração de algumas semanas, no máximo, antes de desaparecer.

O movimento das manchas nos proporciona uma maneira de medir a velocidade de rotação da superfície solar. Rotação solar é um dos principais fatores que afetam o ciclo de aproximadamente 11 anos medido a partir das manchas solares. Na década de 1860, Richard Christopher Carrington usou as manchas solares para determinar que o período de rotação do Sol em função da latitude heliográfica. Manchas próximas do equador do Sol giram o Sol com um período de 25 dias aproximadamente, enquanto aquelas próximas da latitude de  $45^\circ$  giram a cada 28 dias. Este comportamento denota que a superfície do Sol apresenta uma rotação diferencial que não seria possível se o Sol fosse um corpo sólido.

Determinar a taxa de rotação solar a partir de manchas solares, em princípio, é obter o tempo que a mancha leva para dar uma volta em torno do Sol, ou obter esse tempo a partir do movimento da mancha de uma fração da distância ao redor do sol. No entanto, é difícil ver o Sol de forma contínua. O Sol está abaixo do horizonte cerca da metade do

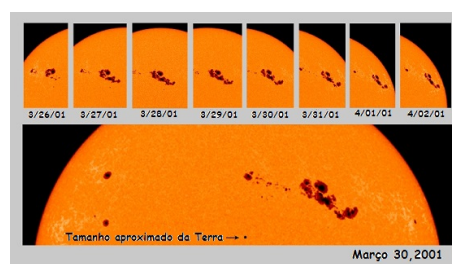
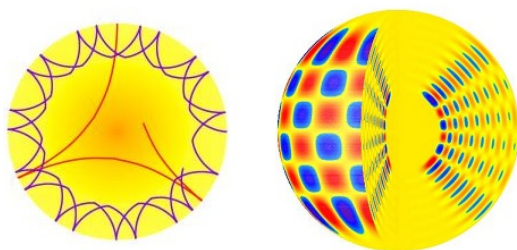
dia (exceto perto dos polos terrestre) e por vezes as condições climáticas interferem com as observações. Assim, na prática, é bastante difícil de se obter um registro contínuo dia a dia.

Em 1995, uma rede de seis (2) telescópios, operados pelo **GONG**, iniciou uma operação observacional global que permite cobrir as 24 horas do dia. Por serem telescópios pequenos eles são alojados em "trailers" sem necessidade de grandes cúpulas conforme figura abaixo. Os telescópios **GONG** são robóticos e projetados para monitorar as "osci-



(2) *Localização dos telescópios: Big Bear, Califórnia; Mauna Loa, no Havaí; Learmonth, Austrália; Udaipur, na Índia; El Teide, Tenerife (Ilhas Canárias, no Oceano Atlântico), e Cerro Tololo, no Chile.*

lações solares". As ondas sonoras (ondas acústicas) são geradas nas regiões mais profundas do sol, viajam no seu interior sendo que algumas são aprisionadas retornando à superfície (ver a Figura a seguir). As propriedades destas ondas dependem da estrutura interna do Sol, possibilitando que se sonde a estrutura interna do Sol a partir das observações das daquelas que aparecem na superfície. O problema se torna mais complicado devido a presença de numerosas ondas de diferentes comprimentos de onda na superfície todo tempo (ver Figura abaixo). Determinações precisas da estrutura do interior do Sol, por



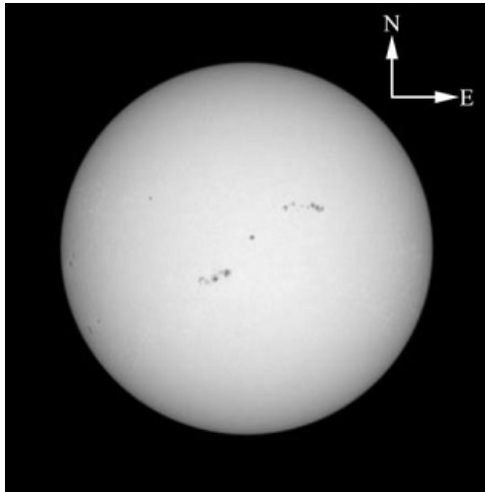
consequente, necessitam de numerosas imagens de exposição de curta duração para serem feitas em sucessão por longos períodos de tempo. Para os fins do nosso exercício de rotação solar, no entanto, o que é importante é que as imagens **GONG** também podem ser utilizadas para acompanhar o movimento aparente das manchas solares.

O banco de dados para o **CLEA Solar rotation Lab** é composto por 368 imagens obtidas com os telescópios solares **GONG** entre 01 de janeiro de 2002 e 30 de abril de 2002. Embora as imagens obtidas pelo projeto somam mais de 3600 por dia, a base de dados para esta nossa experiência contém apenas três imagens por dia o que significa uma imagem a cada 8 horas, que é mais do que suficiente para que possamos determinar a taxa de rotação do sol pretendida.

Essas imagens foram processadas para remover artefatos das câmeras CCD, para deixá-las uniformes em brilho, e para orientá-las na mesma direção mantendo a alta fidelidade dos originais (exemplo Figura a seguir).

As imagens são de 860 x 860 pixels de tamanho, e orientadas para que o norte seja para cima e a direção leste para a direita. Cada disco solar tem cerca de 720 pixels de largura em cada imagem o que corresponde para cada pixel 2,5 segundos de grau, ou cerca de 1800 km na superfície do sol no centro do disco. Devido à geometria da projeção de uma esfera (o Sol) em um plano (foco da câmera CCD), cada pixel corresponde a áreas cada vez maiores quanto mais próximo da borda do disco solar. A uma distância de 95% na borda do Sol, por exemplo, cada pixel corresponde a 6000 km com a superfície.

### 4.3 Estratégia geral: coisas para pensar ao analisar as imagens



O programa **CLEA** associado a este exercício permite visualizar imagens do Sol provenientes dos telescópios solares **GONG** e medir as posições das manchas solares. Os detalhes do programa serão descritos mais tarde, mas a idéia básica do problema científico da investigação poderá ser entendido mesmo antes de entrar nos detalhes do programa.

Nosso objetivo principal é utilizando-se de uma série de imagens **GONG** descobrir, com a maior precisão possível, o tempo que o Sol leva para efetuar uma rotação completa; intervalo de tempo que chamamos de período de rotação sideral do Sol.

A maneira mais fácil de determinar o período de rotação do Sol seria encontrar uma mancha solar e segui-la até que ela volte para a mesma posição. Antes mesmo de chegar ao resultado final enumeramos algumas questões que você deve refletir, e tentar responder olhando para as imagens:

- Você pode encontrar uma mancha solar ou grupo de manchas solares sobre o Sol, e em seguida, reconhecê-la quando ela retornar? Você então terá condições de definir para que lado o Sol estará girando.
- As manchas podem viver o suficiente na superfície do Sol para realizar uma rotação completa pelo Sol?
- É possível que possa haver uma imagem faltante (devido ao mau tempo ou um telescópio quebrado) no instante em que ela faça o movimento completo ao redor do Sol?
- O que acontece se a taxa de rotação do Sol não for divisível por 8 horas (o tempo médio entre as imagens **GONG** em banco de dados)? Será que a mancha voltará exatamente no mesmo lugar ocupado antes da rotação do Sol?
- Você pode pensar em várias estratégias que não exigem que você veja uma mancha solar fazer uma rotação completa, que você pode usar para determinar quanto tempo demora o Sol para efetuar um giro de  $360^\circ$  ?

**Dica:** O que se você faria se só fosse capaz de medir o tempo que uma mancha leva para percorrer um ângulo  $30^\circ$  ?

## 4.4 Calculando o período sideral de rotação do Sol a partir das medidas

O valor que você determina das imagens do Sol a partir da Terra é chamado de período sinódico de rotação. Este é o período de rotação aparente do Sol, visto da Terra, e não o “verdadeiro” período de rotação do Sol, porque a Terra está em movimento, em órbita em torno do Sol, de oeste para leste, da mesma forma que gira o Sol. O “verdadeiro” período de rotação do Sol, conhecido como o período sideral de rotação, é o tempo que leva um ponto sobre o Sol para girar uma vez com relação às estrelas distantes. O tempo que leva um ponto no Sol para girar  $360^\circ$  com relação às estrelas, a Terra vai avançar em sua órbita. O Sol vai ter que rodar um pouco mais para recuperar o atraso com a Terra. Portanto, o período sinódico é um pouco mais longo do que o período sideral.

Podemos corrigir dessa diferença, pois sabemos a taxa de rotação da Terra (cerca de uma revolução a cada 365,25 dias). Se  $P$  é o período sideral de rotação em dias (isto é o que você deseja determinar), e  $S$  é o período sinódico de rotação do Sol em dias (isto é o que você mediu), então:

$$P = (S \times 365.25) / (S + 365.25)$$

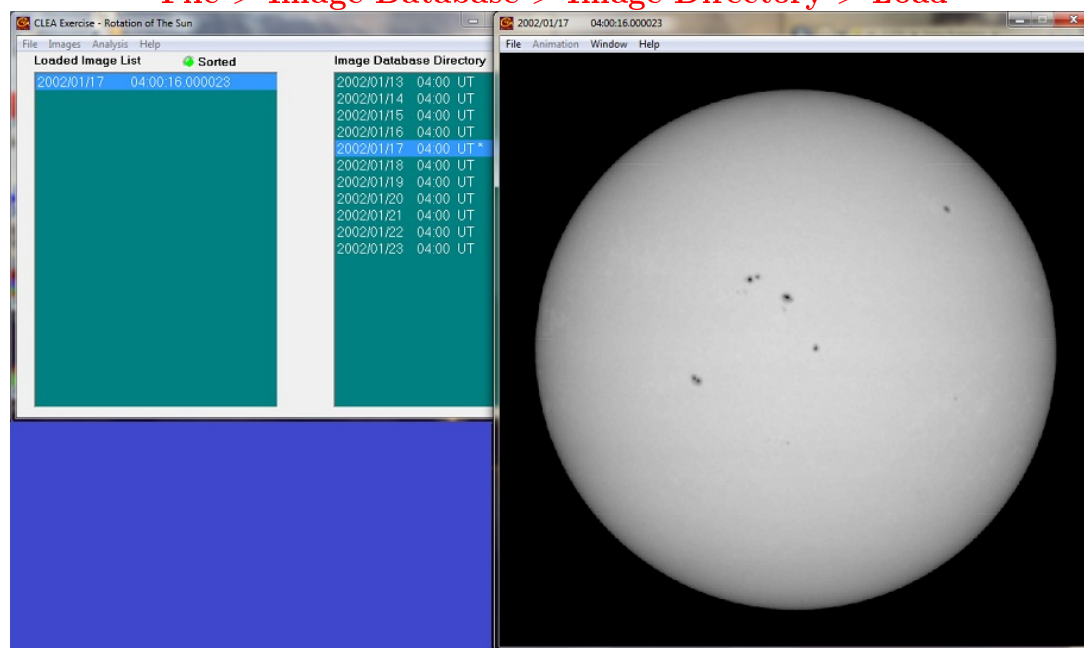
## 4.5 Lançando o programa Solar Rotation

Vá para o menu **File** no topo dessa janela, clique e selecione a opção **Login** do menu. Preencha o formulário com seu nome (*este será o nome do arquivo final de dados portanto*



*simplifique*). Quando você executar (**Run**) o programa pela primeira vez, você verá a área principal com dois quadros, ambos vazios; a da esquerda as imagens carregadas (**Loaded Image List**) e a da direita as imagens carregadas do banco de dados (**Image Database Directory**). Apoiando sobre o botão (**File**) surgirão algumas opções que permitirá carregar as imagens que analisaremos.

### File > Image Database > Image Directory > Load



Depois de carregar o banco de dados de imagem uma lista das imagens disponíveis GONG, ordenadas por data, na janela de banco de dados de imagem. Você pode carregar uma ou todas selecionando todas ou individualmente e carregar para a caixa **Load Select Image(s)**, ou você pode simplesmente clicar duas vezes com a mouse sobre a data da imagem que você deseja exibir. Uma vez carregada várias imagens você poderá exibi-las em sequência, através da opção **Images > Animation** na tela principal, ou na tela de visualização das imagens.

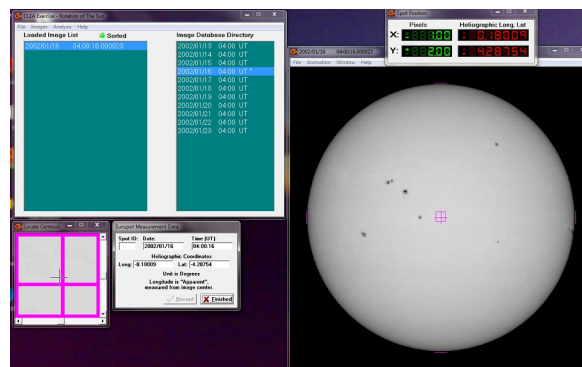
## 4.6 Medindo as posições das manchas solares.

Você também verá uma pequena janela de ampliação que mostra a área em torno do cursor (ver Figura acima). Pixels são, evidentemente, apenas os pequenos blocos que compõem a imagem, e o pixel de coordenadas 0.0 está localizado no centro da imagem.

## 4.7 Coordenadas heliográficas aparente

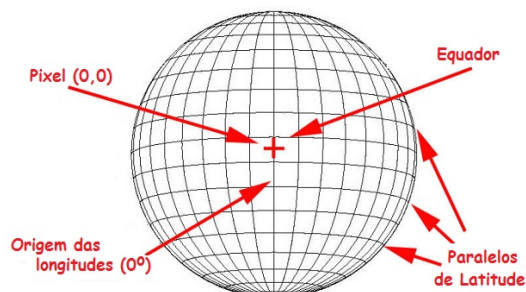
Coordenadas heliográficas são semelhantes as longitude e latitudes na Terra. Os polos do Sol localizam-se nas latitudes  $90^\circ$  (norte)  $-90^\circ$  (sul).

Ao exibir uma imagem o programa permite que se meça as posições de qualquer ponto no sol e conseqüentemente medir as posições das manchas solares. Escolha o arquivo **..Load Image List** ...A medida é realizada a partir da barra de menu na parte superior do visor. Uma pequena janela aparecerá com dígitos para indicar a posição do cursor em pixels e em coordenadas heliográficas aparentes. A posição do cursor é atualizado sempre que você clicar no botão esquerdo do mouse, ou movimentando-o mantendo o botão da mouse apoiado.



Há uma complicação que você deve ter notado. Mesmo que o centro do disco solar em cada imagem passe pelo ponto de longitude  $0^{\circ}$ , este não corresponde a  $0^{\circ}$  de latitude. Isto é devido ao eixo de rotação do Sol estar inclinado de cerca de  $83^{\circ}$  em relação ao plano da eclíptica (plano da órbita da terra). Em algumas vezes durante o ano, o sol aparece inclinado em relação a linha de visada.

O equador do Sol está na latitude  $0^\circ$ . A linha correspondente a longitude heliográfica de  $0^\circ$  corre bem no meio do disco solar (veja Figura ao lado). Ao contrário das linhas de longitude na Terra, a longitude heliográfica não são fixas à superfície do Sol e não rodam com o Sol! O computador utiliza as posições  $x$  e  $y$  do pixel, um pouco de trigonometria, para calcular a latitude e longitude heliográfica aparente para a localização do cursor sobre a imagem.



Somente em junho e dezembro é que veremos o eixo perpendicular à nossa linha de visada. Ao medir posições sobre as imagens, você vai achar que a borda do Sol nem sempre vale  $\pm 90^\circ$  de longitude heliográfica; esta é também uma consequência da inclinação do globo solar. O sistema de coordenadas heliográfica é adequado para medir as posições das manchas solares. Considere as seguintes questões para reflexão:

- Imagine um local situado à esquerda e outro a direita da linha de que define o centro do sol. Qual longitude será grafada com um dígito positivo e qual com negativo?

Resposta:

- Se você tivesse uma série de imagens sucessivas do Sol, feitas ao longo de vários dias. Como você espera que a latitude aparente de uma mancha solar mude de uma imagem para a seguinte; e a longitude aparente?

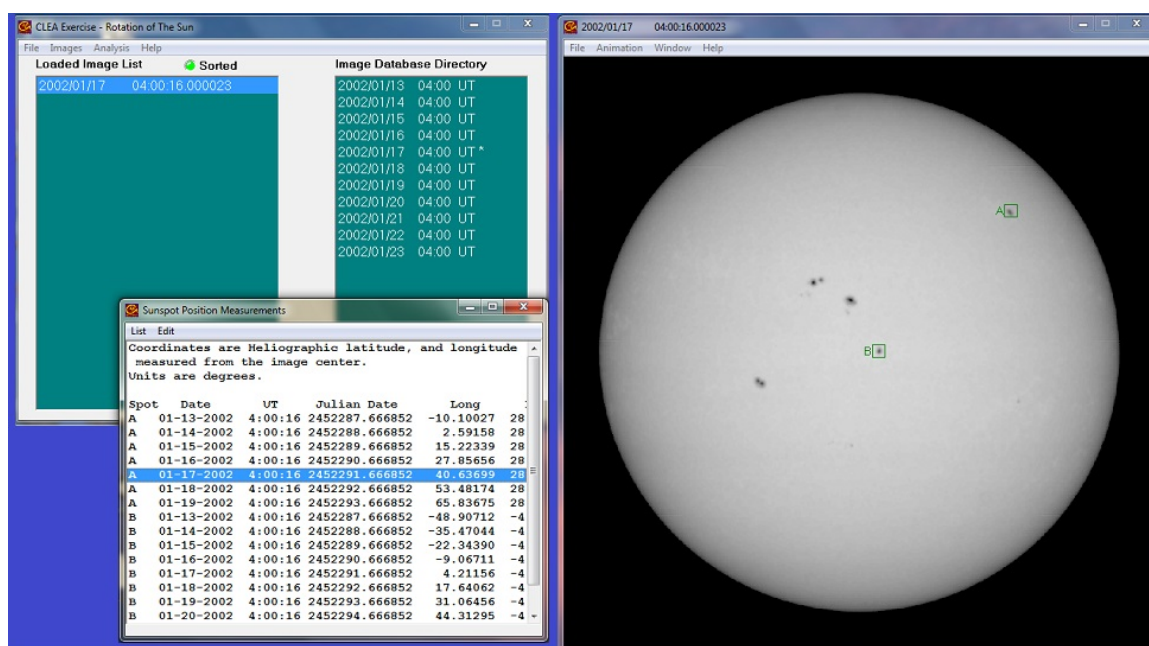
Resposta:

## 4.8 A gravação dos dados

Quando você estiver medindo as posições das manchas solares, aparecerá uma janela na tela **Suspot Measurement Data**. Quando você clicar no botão **record**, os dados referentes a essa imagem e o instante correspondente a posição do cursor serão gravados em um arquivo de dados. Para medir a posição da mancha coloque o cursor o mais próximo possível do centro do ponto antes de gravar a posição. A janela de ampliação **Locate Centroid** proporcionará uma visão ampliada da posição do cursor, o que permitirá que se façam ajustes finos usando os controles deslizantes da própria janela ou das teclas de direção do teclado. (Ao usar as teclas de direção note que você tem que ativar o movimento vertical ou horizontal do cursor, clicando na barra vertical ou horizontal sobre os botões dos comandos deslizantes — as teclas de direção moverão o cursor horizontalmente ou verticalmente, mas não os dois ao mesmo tempo). Existe uma caixa **Spot ID** na janela **Sunspot Measurement Data** com finalidade de identificar cada uma das mancha. Certifique-se de usar a mesma identificação em cada imagem.

## 4.9 Examinando a tabela de dados gravados

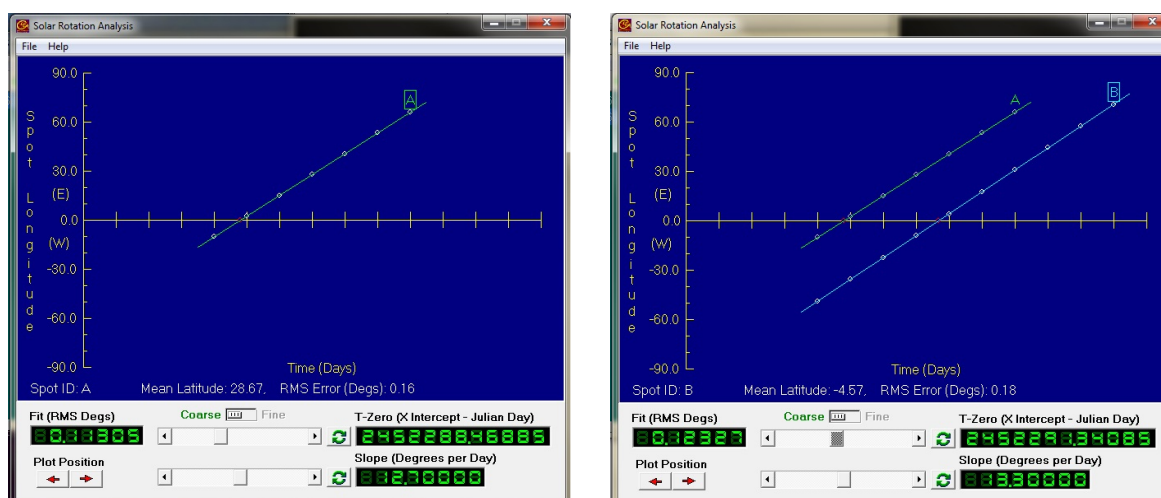
Você poderá visualizar os dados gravados em uma janela **Sunspot Position Measurements**. Para tal, volte para a janela **Main File List** da lista de arquivos principal e escolha o arquivo **Measurement Data** a partir da opção **File**. Há opções que permitem visualizar os dados atuais, ou carregar um arquivo de dados salvo anteriormente. Se você optar por ver a lista, você acessará um arquivo com os dados de sua medida (Figura abaixo). As colunas são identificadas com os dados de cada mancha solar e classificadas pelas letras ( números ou nomes) na ordem de data crescente.



## 4.10 Gráfico das latitudes e longitudes das manchas em função do tempo

O arquivo dos dados relativos as medidas das latitudes e longitudes para cada mancha podem ser apreciados em função do tempo utilizando a opção **Analysis** da janela principal. Você pode optar por desenhar o comportamento das latitudes ou das longitudes para cada mancha. O programa apresenta também uma maneira de se obter o melhor ajuste linear através dos dados exibindo como resultado a inclinação, a interseção da reta com o eixo das abcissas e a posição em latitude de cada mancha.

Os dados para cada mancha podem ser apresentados em um mesmo gráfico, ou você pode abrir janelas separadas para cada conjunto de dados. Os gráficos são úteis na determinação da rotação do Sol, mas você pode preferir usar uma planilha ou mesmo desenvolver seu próprio método fazendo uso dos a partir dos arquivos gerados pelo programa.



## 4.11 Taxa de rotação dependente da latitude heliográfica

Quando você se sentir seguro de como se determina a taxa de rotação do Sol usando as manchas solares, é possível demonstrar que a superfície do Sol não gira como um corpo sólido, mas apresenta uma rotação diferencial. Para poder colocar em evidência este fato você terá que selecionar as manchas solares em diferentes latitudes. Será melhor, para pesquisar as imagens, encontrar três ou quatro manchas localizadas em diferentes latitudes - uma perto e as outras mais afastadas do equador. Nem sempre as imagens estão bem distribuídas em latitude, pois este arranjo depende do período de atividade solar. Em especial as imagens de 2002 estão relativamente perto do equador - próximo ao máximo da atividade solar as manchas tendem a aparecer perto do equador.

## 4.12 O período de rotação do Sol: Passo-a-passo

1. Execute o programa [The Period of Rotation of the Sun](#). [Log in](#). Escolha [File ... run](#) e a janela principal aparecerá. Escolha [File .. images data .. image directory .. load](#) e as imagens disponíveis aparecerão com as respectivas datas na janela do banco de dados de imagem (a metade direita da janela).
2. Selecione algumas imagens clicando duas vezes com o botão esquerdo do mouse. As datas das imagens aparecerão na janela das imagens carregadas (na metade esquerda da janela principal). Uma janela de visualização da imagem também será aberta, mostrando uma das imagens carregadas do sol. Para animar as imagens, escolha [Animation .. start \(On...Off\)](#).

Assista o movimento das manchas solares, e responda as questões abaixo:

Em que direção o Sol gira sobre estas imagens (da esquerda para a direita ou ao contrário?)

Resposta:

Que lado das imagens é o Norte?

Resposta:

De que lado sobre o Sol é o leste?

Resposta:

3. Escolha uma mancha solar para medir batizando-a de  $X=\{A,B,C,\dots\}$  (escolha no arquivo de imagens). Dê preferência aquela que poderá ser reconhecida em pelo menos 4 a 5 imagens sucessivas.
4. Meça e registre as coordenadas heliográficas da posição de cada mancha batizada com a letra X usando o cursor e o mouse. O programa se encarregará de gravar os dados em um arquivo para utilização posterior.
5. Faça o gráfico das medidas e analise as coordenadas dos dados da manchas solares X. .. Escolha **Analysis...Plot/fit data** no menu da janela principal. Nesta nova janela escolha **File...Dataset... Load...Longitude/Latitude...Values** e escolha aquela mancha que deseja analisar. Os dados serão colocados no gráfico (tempo no eixo x e longitude/latitude heliográfica no eixo y). O programa permitirá que você ajuste a melhor reta através dos pontos usando os dois controles deslizantes. Ao fazer você deverá procurar aquela que apresente o menor erro de ajuste (**Fit (RMS Degr)**) exibido no canto inferior esquerdo da janela de análise.

Escreva seus resultados relativos a inclinação da reta (**Slope (Degrees per Day)**) e o valor da intersecção com o eixo dos x na tabela abaixo. Atenção: para futuras reanálises você poderá criar um arquivos com esses resultados. Escolha **File..Record Reults**. Na janela **Rotation Results** escreva o valor do **Slope** e apoie sobre o botão **OK**.

Tabela de valores para análises		
Identificação	Inclinação (Graus/dia)	Intersecção (Data Juliana)
A		
B		
C		

6. Agora você pode calcular a taxa de rotação sinódica e a taxa de rotação sideral do sol.
  - A inclinação da reta (**Slope**) em função do tempo corresponde ao valor de quanto a mancha se move em média por dia. A partir desse valor você será capaz de obter o período sinódico do Sol. Utilizando-se da expressão:

$$S[\text{dias}] = 360[\text{graus}]/\text{Inclinação}[\text{graus}/\text{dia}]$$

- Uma vez calculado o período sinódico, podemos obter o período de rotação sideral médio do Sol.

$$P = (S \times 365.25) / (S + 365.25)$$

A fim de que a amostragem seja significativa façamos este cálculo para pelo menos três pontos. Complete com esses resultados a tabela abaixo.

<b>Cálculo das taxas de rotação sideral e sinódica</b>		
<b>Identificação</b>	<b>Rotação Sinódica (dias)</b>	<b>Rotação Sideral (dias)</b>
A		
B		
C		
<b>Valor médio da rotação sideral (dias)</b>		

7. Volte a janela de **Analysis** na tela principal e faça o gráfico da variação da latitude de cada mancha em função do tempo. O que você pode dizer sobre o comportamento da latitude de uma mancha solar com o tempo?

Resposta:

# Referências Bibliográficas

- [1] Zeilik, Michael. *The Evolving Universe*, 1991, 6 ed..
- [2] Zeilik & Smith. *Introductory Astronomy & Astrophysics*, 1987, 2 ed..
- [3] Amâncio, F.; Elisabete, G.; Laerte, S.; Vera J. *Astronomia: uma visão geral do Universo*, 2000, 2 ed..
- [4] Chaisson and McMillan. *Astronomy: a beginner's guide to the Universe*, 1999, 2 ed..
- [5] Acker, Agnes. *Astronomie: Introduction*, 1999, 1 ed..
- [6] Kepler, S.O. & Saraiva, M.F.O. *Astronomia e Astrofísica*, 2000, 1 ed..
- [7] Nemiroff, Robert & Bonnell, Jerry. APOD  
<http://antwrp.gsfc.nasa.gov/apod/lib/aptree.html>
- [8] SOHO - Solar and Heliospheric Observatory.  
<http://sohowww.nascom.nasa.gov/home.html>
- [9] STEREO - Solar Terrestrial Relation Observatory.  
<http://stereo.gsfc.nasa.gov/>
- [10] Varella, Irineu Gomes *O Sol: Uma proposta de ensino*, 2017, Dissertação de Mestrado IAGUSP.