



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

INPE-14184-TDI/1096

ESTUDO ESPECTRAL DA VARIABILIDADE DO RAIO SOLAR

Antonio Carlos Varela Saraiva

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelos Drs. Carlos Guilhermo Giménez de Castro e Joaquim Eduardo Rezende Costa, aprovada em 03 de março de 2006.

INPE
São José dos Campos
2006

523.03

Saraiva, A. C. V.

Estudo espectral da variabilidade do raio solar / Antonio Carlos Varela Saraiva. – São José dps Campos: INPE, 2006. 109p. ; (INPE-14184-TDI/1096).

1.Física solar. 2.Diâmetro solar. 3.Extremo ultravioleta (EUV). 4.Abrilhantamento de limbo. 5.Região de transição.
I.Título.

Aprovado (a) pela Banca Examinadora
em cumprimento ao requisito exigido para
obtenção do Título de **Mestre** em
Astrofísica

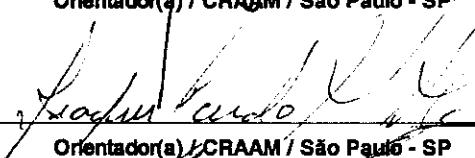
Dra. Emilia Correia


Presidente / CRAAM / São Paulo - SP

Dr. Carlos Guilhermo Gimenez de Castro


Orientador(a) / CRAAM / São Paulo - SP

Dr. Joaquim Eduardo Rezende Costa


Orientador(a) / CRAAM / São Paulo - SP

Dr. Marcelo Emilio


Convidado(a) / UEPG / Ponta Grossa - PR

Aluno (a): Antonio Carlos Varela Saraiva

São José dos Campos, 03 de março de 2006

“ Só sabemos com exactidão quando sabemos pouco; à medida que vamos adquirindo conhecimentos, instala-se a dúvida.”

Goethe, Johann

Aos meus avós Francisca e Fernando.

AGRADECIMENTOS

Eu posso me considerar uma pessoa feliz, na ausência do meu pai biológico, eu encontrei aqui no CRAAM dois pais, o Dr. Carlos Guillermo Giménez de Castro e o Dr. Joaquim Eduardo Rezende Costa. Eu gostaria de agradecer os dois por tudo, pela orientação e co-orientação, pelas frases de consolo nos momentos difíceis, pelos “puxões de orelha” quando foram necessários, pela grande amizade e com toda a certeza, os dois foram a peça chave para que este trabalho fosse realizado.

À minha família eu sou imensamente grato, à minha Madrinha, Margarida, minha tia Helena e meu tio Ferreira pela ajuda durante tempos difíceis, à minha mãe Gilda, minha avó Francisca, meu avô Fernando e meu tio Antonio, que me amam incondicionalmente e me deram todo o carinho e que sempre se sacrificaram por mim, fazendo o impossível para que eu chegassem onde estou. À todos vocês, que eu amo tanto, eu serei eternamente grato.

À minha namorada, companheira e futura esposa Ana Carolina, cujo amor e confiança em mim me deu forças para continuar mesmo nos momentos mais difíceis. O mínimo que eu posso fazer é retribuir com o mesmo amor.

Aos meus amigos, cujos nomes não caberiam apenas em uma página, que me deram forças nos momentos difíceis e dividiram os momentos felizes com todo o carinho e respeito.

A Deus, pela saúde, pela clareza de espírito, por proporcionar uma família e amigos tão maravilhosos.

À Divisão de Astrofísica do INPE e ao CRAAM pelo voto de confiança que me proporcionou a realização deste trabalho.

À Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo (FAPESP) pelo suporte financeiro, sob o processo número 03/03500-2.

RESUMO

A variação do raio solar durante um ciclo de atividade pode indicar divergências em relação ao modelo padrão estelar ou um desequilíbrio localizado numa camada específica da atmosfera. Além disso, variações no raio, e em consequência na luminosidade, podem resultar em mudanças no clima da Terra. Neste trabalho estudamos as variações do raio cromosférico e coronal ao longo de um ciclo solar através de imagens no Ultravioleta Extremo (EUV). Determinamos o raio a partir do máximo do anel de brilho do limbo solar para as linhas da região de transição (RT) He II (304 Å) e coronal Fe IX, X (171 Å), observadas por meio do instrumento Extreme Ultraviolet Image Telescope (EIT) a bordo do satélite SoHO. Obtivemos os valores médios de $967,38'' \pm 0.033''$ e $969,75'' \pm 0.017''$, respectivamente. O valor do raio para a RT é significativamente maior ao relatado na literatura. As séries temporais obtidas foram comparadas com índices de atividade solar, como o número de manchas de Wolf, o fluxo rádio em 10,7 cm, dentre outros e nenhuma correlação foi achada. Calculamos, também, a largura e intensidade do anel de abrillantamento presente nas imagens EUV, cujos valores médios são $1,2'' \pm 0,3''$ para a altura relativa ao Sol Calmo e $5'' \pm 1,2''$ de largura para a linha do He; $3,3'' \pm 0,6''$ para a altura e $41'' \pm 27''$ de largura para a linha do Fe. Procuramos por periodicidades nos dados utilizando uma transformada wavelet, encontrando quase-períodos de aproximadamente 30, 170 e 1000 dias, entre outros. Discutimos a relevância desses ciclos em termos da dinâmica solar.

SPCTRAL ANALYSIS OF THE SOLAR RADIUS VARIABILITY

ABSTRACT

The variation of the solar radius during a solar cycle may suggest that the Standard Stellar Models is not correct or that there is a local unbalance in some specific atmospheric layer. Besides, radius variations, and consequently luminosity variations, may result in Earth's climate changes. In this work we analyse variations of the chromospheric and coronal radii during an entire solar cycle, by means of Extreme Ultraviolet (EUV) images. We define as EUV radius the maximum of the limb brightening ring observed in the He II (304 Å, Transition Region line - TR) and Fe IX, x (171 Å, coronal line) images, acquired by Extreme Ultraviolet Image Telescope (EIT) instrument on board SoHO satellite. Mean values are $967,38'' \pm 0.033''$ and $969,75'' \pm 0.017''$, for He II and Fe IX, x images respectively. Our determination of the TR radius is significatively greater than that predicted by current models. The time series obtained were compared with the Wolf Number, Radio flux at 10,7 cm, among other solar activity indices and we found no indication of correlation between them. We also calculate, the width and height of the brightening ring, their mean values are $1,2'' \pm 0,3''$ for the normalized height and $5'' \pm 1,2''$ width for the He line; and $3,3'' \pm 0,6''$ and $41'' \pm 27''$ for the Fe line. By means of the wavelet transform we found quasi-periods of around 30, 170 and 1000 days, among others. We discuss their meaning in terms of the solar dynamics.

SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
LISTA DE FIGURAS	
LISTA DE SIGLAS E ABREVIATURAS	
LISTA DE SÍMBOLOS	
CAPÍTULO 1 - INTRODUÇÃO	27
CAPÍTULO 2 - ATMOSFERA E ATIVIDADE SOLAR	31
2.1 - Fotosfera	31
2.2 - Cromosfera	34
2.3 - Coroa	37
2.4 - Atividade Solar	40
2.5 - Medições do Raio Solar	42
2.5.1 - O Raio Solar em Diversas Freqüências	42
2.6 - O Raio Solar em Luz Branca	43
2.7 - O Raio Solar em Rádio	46
2.7.1 - O Raio Solar em EUV	47
2.8 - Modelos de Atmosfera	50
2.9 - Abrilhantamento do Limbo Solar	52
CAPÍTULO 3 - INSTRUMENTO UTILIZADO	57
3.1 - Linha do He II	60
3.2 - Linha do Fe IX,X	63
3.3 - Calibragem	65
3.4 - O “Plate Scale” do EIT	67
3.4.1 - Determinação do “Plate Scale”Durante o Trânsito de Mercúrio de 2003	68
CAPÍTULO 4 - MEDIÇÃO DO RAIO EUV	71
4.1 - Metade da Intensidade do Sol Calmo	72
4.2 - Ponto de Inflexão	73
4.3 - Ajuste de Função ao Perfil de Brilho	76
4.4 - Fe IX,X	77

4.5 - He II	81
4.6 - O Abrilhantamento do Limbo Solar	84
CAPÍTULO 5 - ANÁLISE DOS RESULTADOS	87
CAPÍTULO 6 - CONCLUSÕES	99
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	103

LISTA DE FIGURAS

2.10	Comparações entre médias corridas de 100 dias do raio solar ajustado sob critérios de seleção de pontos do limbo. Por exemplo, ± 10 , significa ignorar todos os valores de raio maiores que $10''$ acima da média. Fonte:Selhorst <i>et al.</i> (2004).	48
2.11	Gráfico da variação da altura em função da latitude para as quatro linhas do EIT. A linha do He II é mais oblata que as demais. Fonte:Auchere <i>et al.</i> (1998).	49
2.12	Perfil do Sol no contínuo em luz branca, é evidente o efeito de “limb darkening”. Fonte: Physics 440, ”Astrophysics I”, Winter 2003, disponível em html por: http://spiff.rit.edu/classes/phys440/lectures/limb/limb.html .	50
2.13	Modelo de temperatura em função da profundidade na atmosfera solar. Fonte: Vernazza <i>et al.</i> (1981).	53
3.1	Imagens do EIT nas quatro linhas de emissão. a) FeIX,X - 171 Å, b) FeXII - 195 Å, c) FeXV - 284 Å e d) HeII - 304 Å.	57
3.2	Esquema teórico dos principais elementos do telescópio. Fonte: Delaboudinier <i>et al.</i> (1995)	58
3.3	Point Spread Function para a linha do He II λ 304Å. Fonte: Delaboudinier <i>et al.</i> (1995)	59
3.4	Esquema do sistema óptico do telescópio. Fonte: Delaboudinier <i>et al.</i> (1995)	60
3.5	Área efetiva para as linhas do EIT. As áreas pontilhadas mostram a resposta dos diferentes filtros. Fonte: Delaboudinier <i>et al.</i> (1995)	61
3.6	Espectro obtido pelo SERTS de uma imagem da linha do He II. São mostrados dois espectros, o primeiro, de uma região calma e o segundo de uma região ativa. O gráfico mostra a intensidade das linhas excitadas na região ativa. Fonte: Auchere (2000)	64

3.7	Espectro EUV entre 160 - 220 Å. O eixo das ordenadas é o fluxo observado em contagens a cada 80 mseg. O “*”sobre algumas linhas significa que o fluxo observado é ligeiramente maior que o teórico. Fonte: Malinovsky e Heroux (1973)	65
3.8	As séries temporais mostram o raio solar para as linhas do He II (vermelho) e do Fe IX,X (em azul). O “offset” de 4” no período entre 2001 e 2004 é devido à variação do valor do “plate scale”do EIT de 2,629”para 2,63”.	68
3.9	Imagen do trânsito de Mercúrio de 7 de maio de 2003. A imagem está aumentada para centrar o planeta. Nota-se a forma oval do planeta e a linha branca é o ajuste de seu limbo, sendo o “+” seu centro.	69
3.10	Diagrama esquemático do trânsito de Mercúrio de 2003. A figura é apenas representativa, o objetivo é mostrar a relação de distâncias entre os três elementos: Terra, satélite e Mercúrio.	70
4.1	Exemplo do imagem defeituosa do EIT criada durante o processo de transmissão dos dados para a Terra.	71
4.2	À esquerda uma imagem do Sol em 17 GHz do dia 13/06/1997, à direita, um perfil dessa imagem a 0°.	73
4.3	Acima - Limbo do Sol observado com o filtro do Fe IX,X. As linhas verticais indicam a estimativa do Sol calmo e as determinações a 50% e 60 %. Abaixo - Idem para o limbo observado com o filtro de He II.	74
4.4	Derivada do corte diametral a 0° de uma imagem do Nobeyama Radio Heliograph em 17 GHz	75
4.5	Derivada do corte diametral a 0° de uma imagem do EIT na linha do He II	76
4.6	Derivada do corte diametral a 45° de uma imagem do EIT na linha do Fe IX,X.	77
4.7	Anel de brilho presente na linha do He II. Esse perfil é uma média de todos os perfis de uma imagem.	78

4.8	Imagen da linha do Fe IX,X, os pontos vermelhos representam a dispersão do máximo de intensidade do anel de brilho encontrados pelo ajuste da função. Abaixo o gráfico mostra como a função ajusta bem o perfil.	80
4.9	Imagen da linha do Fe IX,X, os pontos vermelhos representam a dispersão do máximo de intensidade do anel de brilho encontrados pelo ajuste da função.	82
4.10	Ajuste gaussiânico à um perfil solar a 0°	83
4.11	Ajuste gaussiânico impresso sobre um perfil real de uma imagem de He II, as marcações indicam como medimos a largura e intensidade do anel de brilho.	84
4.12	Separação de uma imagem de He II em quadrantes. Médias dos pontos referentes a cada quadrante são feitas a fim de aumentar a precisão.	85
5.1	Série temporal de variação do raio solar para as linhas do EUV estudadas, em azul a linha do Fe IX,X $\lambda 171 \text{ \AA}$ e em vermelho a linha do He II $\lambda 304 \text{ \AA}$. As barras de erro indicam o erro médio das determinações.	87
5.2	Larguras e intensidades do anel de brilho medidos para as duas linhas de EIT estudadas. As imagens de a) até d) mostram as séries temporais das larguras calculadas para as quatro regiões, norte, oeste, sul e leste, respectivamente. As imagens de e) até h) mostram as séries temporais das intensidades calculadas para as quatro regiões, norte, oeste, sul e leste, respectivamente.	90
5.3	Períodos medidos para o raio das linhas do He II e Fe IX,X. Acima: Espectro de potência para a linha do Fe, as marcações horizontais indicam os períodos de 180 e 360 dias, a linha tracejada é o nível de significância do período. Abaixo: idem para a linha do He.	91
5.4	Períodos medidos para a intensidade do anel de brilho das linhas do He II e Fe IX,X, dividida em quadrantes. Acima: Espectro de potência para a linha do Fe, as marcações horizontais indicam os períodos de 180 e 360 dias, a linha tracejada é o nível de significância do período. Abaixo: idem para a linha do He.	92

5.5	Períodos medidos para a largura do anel de brilho das linhas do He II e Fe IX,X, dividida em quadrantes. Acima: Espectro de potência para a linha do Fe, as marcações horizontais indicam os períodos de 180 e 360 dias, a linha tracejada é o nível de significância do período. Abaixo: idem para a linha do He.	94
5.6	Comparação entre as séries temporais do raio solar obtido para as linhas estudadas, em rádio e os índices solares utilizados, número de Wolf, fluxo em rádio em 10,7 cm e a irradiância solar.	97

LISTA DE SIGLAS E ABREVIATURAS

ABNT	– Associação Brasileira de Normas Técnicas
ACRIM	– Active Cavity Radiometer Irradiance Monitor
CCD	– Charge-coupled device
CME	– Coronal Mass Ejection
EIT	– Extreme Ultraviolet Imaging Telescope
EUV	– Extrme UltraViolet
FAL	– Modelo de atmosfera solar de Fontella, Avrett e Loeser
IRTF	– Infrared Telescope Facility
LASCO	– Large Angle and Spectrometric Coronagraph
MDI	– Michelson Doppler Telescope
NoRH	– Nobeyama Radio Heliograph
NRAO	– National Radio Astronomy Observatory
NRL	– Naval Research Laboratory
OSO-4	– Orbiting Solar Observatory 4
OSO-6	– Orbiting Solar Observatory 6
P-R	– Photoionization - Recombination
PICARD	– Satélite de observação solar a ser lançado em 2008
PSF	– Point Spread Function
QBO	– Quasi Biennial Oscilation
RA	– Região ativa
RHESSI	– Ramaty High Energy Solar Spectroscopic Imager
RT	– Região de Transição
SERTS	– Solar Extreme ultraviolet Research Telescope and Spectrograph
SMM	– Solar Maximum Mission
SoHO	– Solar and Heliospheric Observatory
SXI	– Soft X-ray Imager
VAL73	– Modelo de atmosfera solar de Vernaza, Avrett e Loeser, de 1973
VAL76	– Modelo de atmosfera solar de Vernaza, Avrett e Loeser, de 1976
VAL81	– Modelo de atmosfera solar de Vernaza, Avrett e Loeser, de 1981
VAL	– Modelo de atmosfera solar referente ao modelo VAL81
VR	– Velocity Redistribution

LISTA DE SÍMBOLOS

Romanos

- | | |
|-------------------------|---|
| B_e | – Elemento químico Berílio |
| C | – Elemento químico Cálcio |
| He | – Elemento químico Hélio |
| Fe | – Elemento químico Ferro |
| Si | – Elemento químico Silício |
| \AA | – Unidade de medida de comprimento ângstrom |
| II, IX, X, ... | – Grau de ionização do átomo |
| I_ν | – Intensidade específica |
| S_ν | – Função fonte |
| j_ν | – Emissividade do meio |
| $R1$ | – Distância Terra-satélite |
| $R2$ | – Distância Terra-Sol |
| $\theta 1$ | – Distância angular de contato de Mercúrio às bordas do Sol, vista através de um observador na Terra |
| $\theta 2$ | – Distância angular de contato de Mercúrio às bordas do Sol, vista através de um observador no satélite |
| I_{50} | – Intensidade de brilho do Sol a 50% |
| I_{Sol} | – Intensidade de brilho do Sol calmo |
| I_{ceu} | – Intensidade de brilho do céu |
| a_0, a_1, a_2, \dots | – Parâmetros livres das funções empíricas utilizadas no ajuste dos perfis de brilho |

Gregos

- | | |
|-----------------|--|
| α, β | – Quantidade de níveis quânticos “pulados” por um elétron durante um processo de ionização |
| λ | – Comprimento de onda |
| κ_ν | – Coeficiente de absorção do meio |
| τ | – Opacidade óptica da fonte |
| σ | – Desvio padrão |

CAPÍTULO 1

INTRODUÇÃO

A proximidade do Sol possibilita a observação em detalhes de muitos fenômenos em sua superfície. Um dos tópicos onde sempre existiu interesse da comunidade científica, foi a relação do Sol com o clima na Terra. Fenômenos como o valor preciso do raio solar e sua variação (caso haja alguma) possuem influências sobre o clima na Terra. Sofia (1981) sugeriu que, uma variação de 0,5" no raio solar alteraria em 0,7% a luminosidade causando mudanças climáticas.

Outro contribuinte para as relações Sol-Terra e para o entendimento da própria funcionalidade do Sol é a atividade solar, cujo principal indicador é o número de manchas que é monitorado diariamente desde o século XVII. É de conhecimento geral que o número de manchas tem um ciclo quase periódico de 11 anos. Algumas conclusões são obtidas sobre a relação entre o número de manchas e o clima na Terra. Em particular sabe-se que o período com menor número de manchas mais conhecido da literatura é o “mínimo de Maunder” durante o século XVII caracterizado por um clima muito severo com frio intenso. Atualmente, contamos com várias metodologias para se obter indícios da atividade solar de centenas de anos atrás. Por exemplo, a medição da concentração de ^{10}Be ou ^{14}C (Hoyt e Schatten, 1997, e referências ali), recontam a história da atividade solar e sua relação com o clima na Terra desde alguns milhões de anos atrás. Os resultados obtidos com base nesses estudos revelam que, em períodos com pouca atividade solar nós tivemos clima mais frio, por outro lado, períodos quentes são relacionados à alta atividade. Além deste, há outros indicadores da atividade solar, como a constante solar. A constante solar é o fluxo de energia por unidade de área, medida num plano normal à radiação solar, ao nível das camadas mais altas da atmosfera terrestre e equivale a 1350W m^{-2} . A relação entre a constante solar e o clima na Terra vem sendo objeto de estudos, principalmente após o lançamento do satélite SMM com o experimento de precisão para a medição da constante solar, o ACRIM.

O raio solar é uma grandeza física importante que mostra numa escala cosmológica o balanço energético da estrela. Para o modelo padrão estelar, o valor do raio é de 960" de arco (ou $6,96 \times 10^{10}\text{cm}$), sua variação é devida a transformações

na estrutura solar a medida que o hidrogênio vai sendo transformado em hélio. Variações no raio devido a este balanço estrutural devem ser perceptíveis apenas em escalas de 10^9 anos. Descobertas sobre variações anuais significativas no raio solar implicam provavelmente em alterações locais.

Estudos sobre o raio solar, sua variabilidade, a relação com a atividade solar e discussões diversas sobre o assunto são feitos a mais de 50 anos. Diversas técnicas já foram utilizadas para calcular o raio, tais como, a passagem pelo círculo meridiano para determinar o diâmetro óptico solar (técnica também utilizada para marcar a hora local, ex. Eddy e Boornazian), análise do trânsito de Mercúrio, (Parkinson *et al.*, 1980), determinação através de eclipses solares (e.g. Dunham *et al.*) e determinações através de varreduras do disco solar em rádio. Costa *et al.* (1999) utilizaram este último método para calcular o raio solar em 22 e 48 GHz.

O raio fotosférico é estudado a muito tempo, mas as medições feitas apresentam resultados conflitantes. Em alguns casos, o aquecimento do local dos telescópios causa a condensação de gotículas de água na lente, causando distorções na imagem. A própria atmosfera turbulenta causa distorções nas imagens, que são difíceis de se corrigir. Alguns autores como Brown e Christensen-Dalsgaard (1998), Neckel (1995), Antia (1998), entre outros, obtiveram como resultado o raio variando anti-correlacionado com o número de manchas no ciclo solar, enquanto Delache *et al.* (1993), Rozelot (1998), entre outros obtiveram uma série temporal de valores do raio solar diretamente correlacionados com o ciclo de atividade solar. Ulrich e Bertello (1995), por exemplo, encontram variações de até $0,4''$, em fase com a atividade solar. Há ainda outros autores que não mediram variação alguma no raio como indicam os modelos teóricos (Parkinson *et al.*, 1980; Kuhn *et al.*, 2004). A única maneira de se obter imagens sem a influência da atmosfera é através de imageadores presentes em satélites como o Michelson Doppler Telescope (MDI) que faz parte do satélite SoHO e futuramente o satélite PICARD. Trabalhos utilizando os dados do MDI (Emilio *et al.*, 2000; Kuhn *et al.*, 2004) mostram variações muito pequenas no raio, inferiores à $0,008''$ por ano.

Com a construção de novos telescópios, como o interferômetro de Nobeyama, e o experimento EIT (a bordo do SoHO), foram possíveis medições mais precisas em

outras faixas do espectro como rádio (Nobeyama Radioheliograph), ultravioleta (EIT) e raio-X moles (Soft X-Rays Telescope - Yohkoh).

A emissão do contínuo centimétrico provém da mesma região que das linhas de λ 304 Å e λ 171 Å estudadas aqui, tipicamente a região de transição (Zhang *et al.*, 2001; Selhorst, 2003, por exemplo). Em rádio, nas freqüências 8 GHz, 13 GHz, 17 GHz, 22 GHz, 44 GHz, 48 GHz, etc, encontramos diversas medições do raio (Bachurin, 1983; Costa *et al.*, 1985; Costa *et al.*, 1999; Selhorst *et al.*, 2004, entre outros). A altura obtida por esses autores é incompatível com resultados derivados de modelos semi-empíricos (Vernazza *et al.*, 1973; Vernazza *et al.*, 1976; Vernazza *et al.*, 1981, ou VAL73,VAL76 e VAL81). Os valores medidos são maiores que aqueles obtidos dos modelos.

Neste trabalho estudamos a variação do raio solar no ultravioleta extremo, utilizando imagens do EIT (Extreme ultraviolet Imager Telescope) a bordo do satélite SoHO (Solar and Heliospheric Observatory). Desenvolvemos uma metodologia inédita para medir o raio para as linhas do He II e Fe IX, X durante um ciclo solar completo. Essas linhas são formadas na região de transição solar (He II) e base da coroa (Fe IX ,X).

O subproduto da medição do raio foi a oportunidade de medirmos as características do anel de abrillantamento das linhas do He II e do Fe IX,X. A medição do anel de abrillantamento em linhas é estudado a muito tempo (e.g. Noyes *et al.*, Withbroe). Esse fenômeno é o primeiro indício de um modelo atmosférico solar.

Na linha do He II o anel é tênue. Essa linha é opticamente espessa e a maior parte de sua emissão provêm de uma camada fina na atmosfera. As imagens dessa linha mostram que praticamente não há variação de intensidade do centro até o limbo (Mango *et al.*, 1978). Mesmo assim pudemos medir esse anel e suas características.

A linha do Fe IX,X é uma das mais intensas e opticamente fina (Cowan e Peacock, 1965). O anel de brilho nas imagens dessa linha são intensos e fáceis de calcular pelo ajuste de funções.

De grande relevância resulta também a busca de periodicidades nas séries temporais obtidas. Estas periodicidades podem revelar relações dinâmicas entre os diferentes elementos da atmosfera e o interior solar. Utilizamos a técnica de decomposição Wavelet para achar períodos e quase-períodos nas grandezas físicas aqui determinadas e comparamos nossos resultados com valores já publicados.

CAPÍTULO 2

ATMOSFERA E ATIVIDADE SOLAR

O raio solar é uma extensão do estudo da atmosfera solar. Para entendermos melhor a definição de raio, as estruturas importantes em sua determinação, é necessário conhecer um pouco mais sobre a atmosfera solar, suas camadas e estruturas associadas a cada camada. Salientaremos também as características principais do ciclo de atividade solar referentes ao nosso trabalho.

2.1 Fotosfera

A fotosfera é a primeira camada “visível” da atmosfera (figura 2.1). Abaixo dela existe o chamado interior solar. É no *Núcleo*, a região mais central, que se extende à aproximadamente $0,2 R_{\odot}$, que ocorrem as reações termonucleares. A temperatura, de aproximadamente 15.000.000 K, e a pressão de mais de $150.000 \text{ kg m}^{-3}$, são as condições propícias para a transformação do Hidrogênio em Hélio (cada 4 núcleos de H se transformam em 1 de He). O livre caminho médio dos fótons criados pelas reações termonucleares é da ordem de poucos centímetros, isso significa que se precisa de 10^6 anos para liberar a energia da reação termonuclear no espaço.

Acima do núcleo até $0,7 R_{\odot}$ se encontra a *Zona Radiativa*, nela o material é quente e denso suficiente para o calor ser transportado por radiação até a próxima camada, a energia é transportada por fótons oriundos das reações nucleares no centro do Sol através de absorções e re-emissões dos mesmos; os fótons vão perdendo energia conforme o raio aumenta. De $0,7 R_{\odot}$ até a fotosfera, o material mais frio e menos denso faz com que se forme uma bolha de plasma de íons de hidrogênio, esses absorvem os fótons vindos da camada anterior impedindo sua difusão. A energia dessa absorção gera bolhas de plasma quente que sobem até a atmosfera, que esfriam e voltam ao interior, formando a *Zona Convectiva*.

A *Fotosfera* é o topo da região de convecção onde a densidade já é suficientemente baixa para que haja o escape do montante de energia proveniente do interior solar (em torno de $6.5 \times 10^{10} \text{ ergs cm}^{-2}\text{seg}^{-1}$). A temperatura de corpo negro correspondente à fotosfera é de 5780 K em 550 nm (faixa do espectro visível que compreende a cor verde).

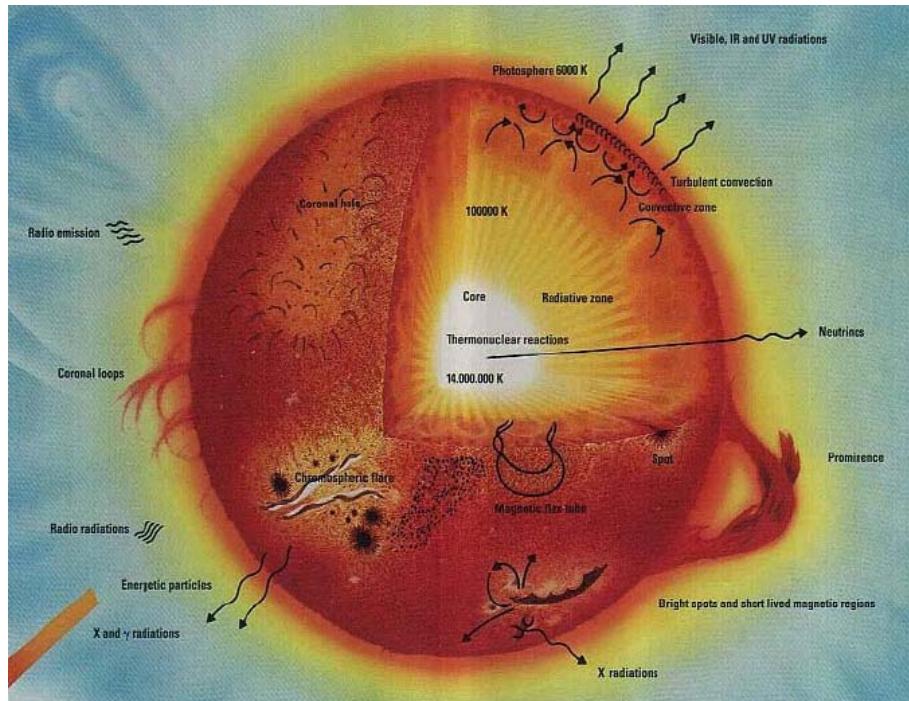


FIGURA 2.1 - Diagrama ilustrativo das principais camadas do interior solar.

Na sua superfície, podemos observar diversas estruturas:

- Grânulos - Parecem bolhas de um gás em ebulação, são estruturas pequenas, com tamanhos em torno de 700 km, vida média de 18 minutos e flutuação de temperatura maior que 100 K. A sua forma é proveniente das colunas convectivas que emergem do interior solar, as zonas mais brilhantes são o material mais quente enquanto que as mais escuras são o material mais frio e denso que desce novamente para a zona convectiva. A estrutura granular só pode ser observada com telescópios de alta resolução angular (fig 2.2).
- Supergranulação - São similares aos grânulos, porém estão associados à rede cromosférica por possuir a mesma escala de tempo.
- Fáculas - São regiões da fotosfera em alta temperatura, brilham mais que o restante da fotosfera em imagens observadas em luz branca (região visível do espectro).
- Manchas Solares - É o fenômeno fotosférico mais notável na atmosfera solar, são regiões irregulares que aparecem mais escuras do que o resto da

fotosfera e que muitas vezes podem ser observadas a olho nu. Isso é devido à presença de forte campo magnético na região que inibe o transporte convectivo e portanto a região é mais fria. As manchas foram registradas na China no ano 28 a.C., mas os primeiros estudos começaram com Galileo, Thomas Harriot (1560-1621) em 1610, por Johannes (1587-1616), David Fabricius (1564-1617) e por Christoph Scheiner (1575-1650) em 1611. São constituídas de duas partes: a umbra, parte central mais escura, com temperaturas em torno de 3800 K, e a penumbra, região um pouco mais clara e com estrutura radial em torno da umbra. As manchas solares tendem a se formar em grupos e estão diretamente associadas com o ciclo de atividade solar que será explicada mais adiante.

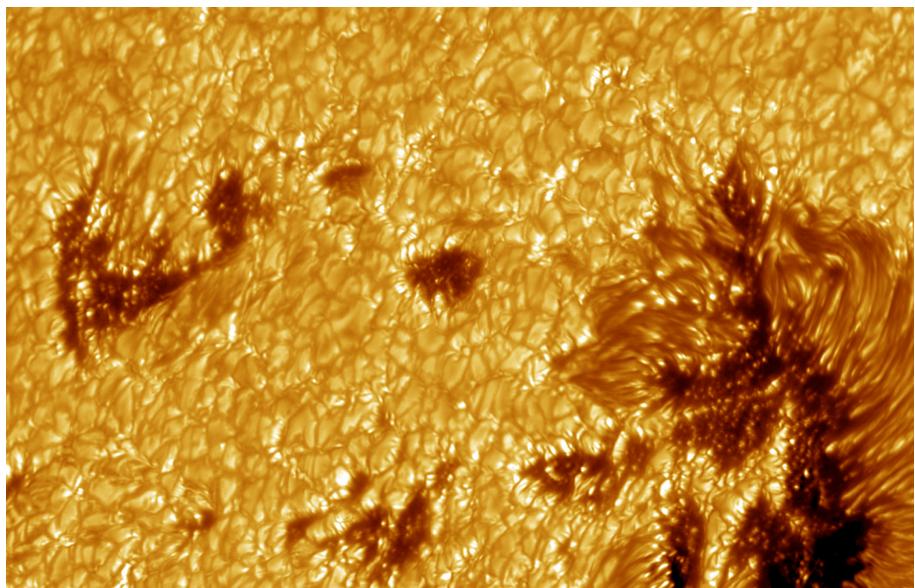


FIGURA 2.2 - Imagem fotosférica adquirida pelo Swedish Solar Telescope em 8 de setembro de 2004. As estruturas brilhantes que formam uma espécie de "rede" são os grânulos. As manchas escuras são as manchas solares.

- Escurecimento de limbo (Limb Darkening) - Há um gradiente de temperatura na fotosfera solar, desde a sua base até a base da cromosfera. Como é esperado, a temperatura cai e esse efeito é observado através do escurecimento de limbo. Quando observamos o Sol através de telescópios quaisquer, um efeito observational proporciona a observação de camadas diferentes da atmosfera conforme nos afastamos do centro do disco. No centro, vemos a emissão desde a base da fotosfera e conforme nos afastamos em direção ao

limbo, vemos camadas superiores, que são mais frias (figura 2.3).

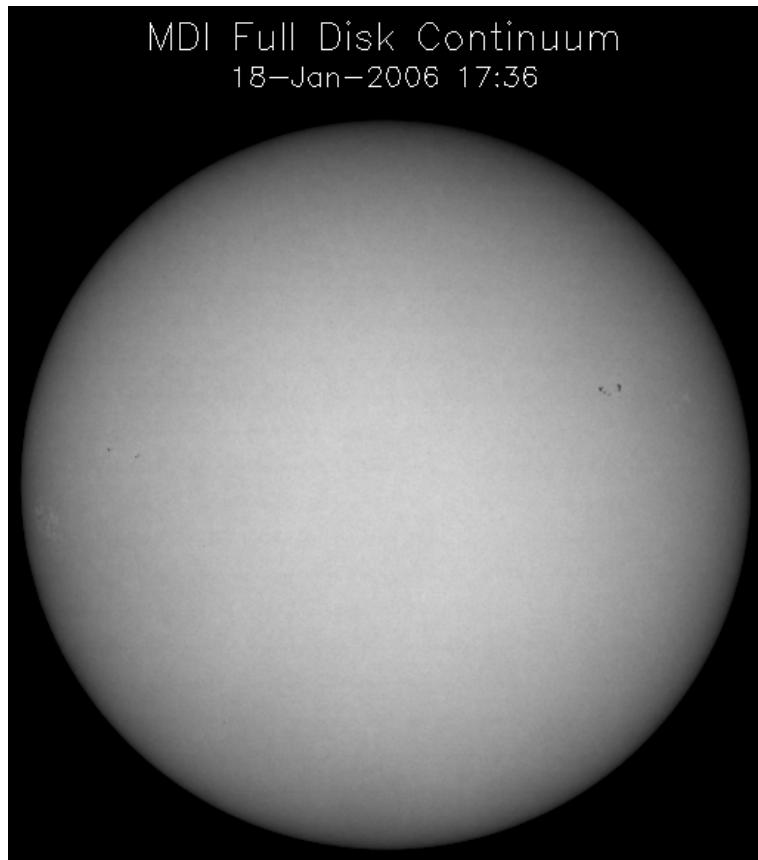


FIGURA 2.3 - Imagem do contínuo em luz branca do instrumento MDI (Michelson Doppler Telescope) a bordo do satélite SoHO. Nas bordas da imagem é possível observar o escurecimento de limbo.

2.2 Cromosfera

Logo acima da fotosfera há uma camada fina, de aproximadamente 2000 km de espessura, chamada cromosfera. A sua temperatura compreende o mínimo da temperatura da fotosfera (~ 4.000 K) e a temperatura da base da região de transição (~ 20.000 K, ver VAL73, VAL76 e VAL81). Esse valor é controverso e será discutido em detalhes mais adiante.

A estrutura da cromosfera é dominada por uma rede difusa de campos magnéticos. Enquanto que os grânulos são mais ou menos similares em toda a fotosfera, a cromosfera exibe as mais variadas formas devido às variações súbitas dos campos magnéticos. Os campos magnéticos aparecem como estruturas brilhantes na

observação em linhas no ultravioleta.

Pode-se observar essa camada através da emissão do contínuo em rádio e das linhas de emissão em ultravioleta, bem como H α .

Dentre as estruturas observadas na cromosfera, podemos citar algumas que são diretamente associadas ao nosso estudo:

- Espículas - São jatos de matéria ascendentes que emergem de camadas internas com velocidades de aproximadamente 30 km s^{-1} até alturas maiores que 6000 km e então se dissipam ao chegar a essas alturas (figura 2.4). Elas são extremamente finas, em torno de 500 km de largura. Seu tempo de vida também é curto, em torno de 15 minutos. Bohlin *et al.* (1975) observou, pela primeira vez, macroespículas em He II. As macroespículas são jatos longos espacialmente maiores que as espículas (chegando a 10000 km de altura acima da fotosfera), que seguem as plumas polares e têm vida média de 15 minutos (figura 2.5). Elas também estão relacionadas com macroespículas que ocorrem em H α (Zhang *et al.* (2001)). As espículas são observadas no limbo solar, dentro do disco vemos manchas escuras chamadas "mottles", ambas podem ser o mesmo fenômeno.
- Proeminências - São núvens ou filamentos escuros, longos e finos que permitem o disco solar. No disco, aparecem escuras (chamadas de filamentos), porém no limbo aparecem como estruturas ou arcos brilhantes, isso porque as proeminências são menos brilhantes que o disco solar ($\sim 20\%$ do brilho do disco), porém são muito mais brilhantes que o céu, por isso há esse efeito. As proeminências são classificadas de acordo com sua forma e atividade. Existem proeminências ativas e quiescentes e, dentro dessas classificações, há sub categorias como, proeminências ou filamentos dentro ou perto de regiões ativas, proeminências ascendentes, forma de spray, arco, etc. Elas podem ser observadas em linhas fortes de emissão, como na linha do He II por exemplo.

No intervalo entre a cromosfera e a coroa existe uma região muito estreita onde ocorre um aumento de 2 ordens de grandeza na temperatura ($10^4 - 10^6 \text{ K}$) e diminuição de ~ 2 ordens de grandeza na densidade, chamada *Região de Transição*

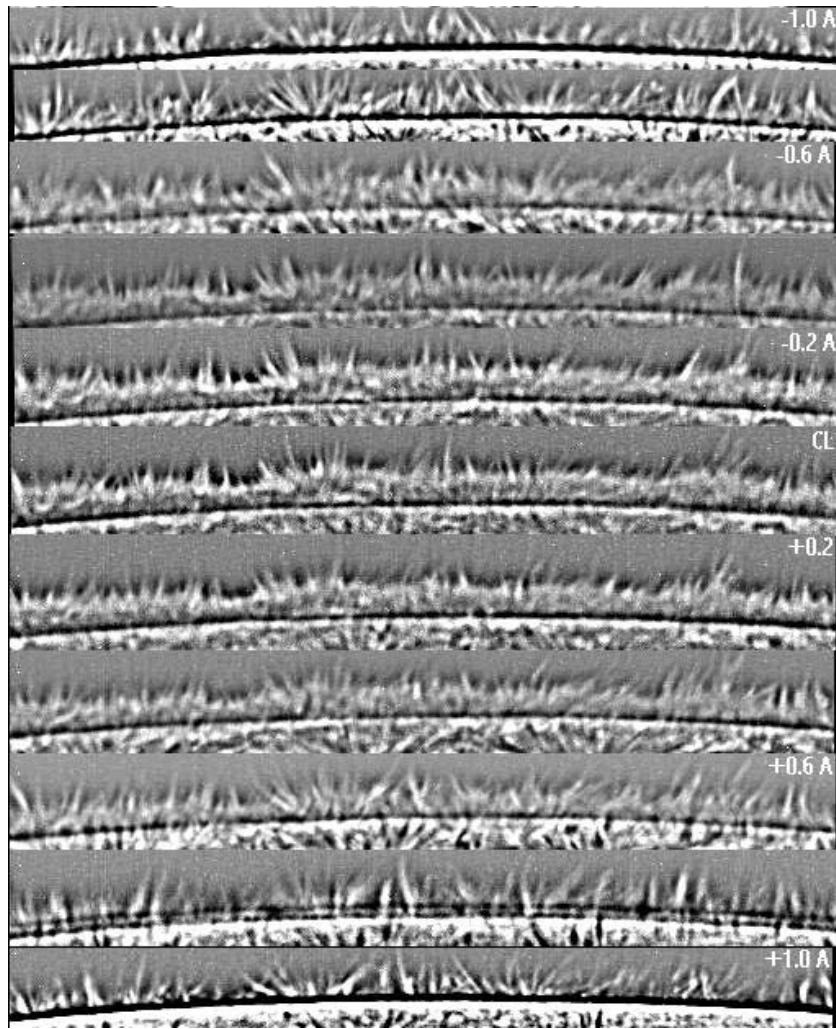


FIGURA 2.4 - Mosaico produzido pelo Big Bear Solar Observatory. Cada imagem é centrada num comprimento de onda diferente em torno de H α .

(RT). O mecanismo que comanda esse aumento de temperatura na RT ainda é muito discutido e impreciso.

Um assunto controverso no decorrer dos anos é a altura de formação da região de transição e sua espessura. As estimativas de altura vão desde 2300 km até 8000 km acima da fotosfera. Embora os modelos teóricos sugerem uma altura da ordem de 2300 km, as observações em rádio e em outras freqüências mostram resultados divergentes. Zirin (1996) mediou a RT à 5000 km em luz branca durante eclipses. Medições em rádio são as que apresentam maior divergência entre medidas, Ewell *et al.* (1993) mediu a altura em 3400 km em λ 0,85 mm, Horne *et al.* (1981) mediu a altura em 6000 km em λ 1,3 mm. Selhorst (2003) fez medições

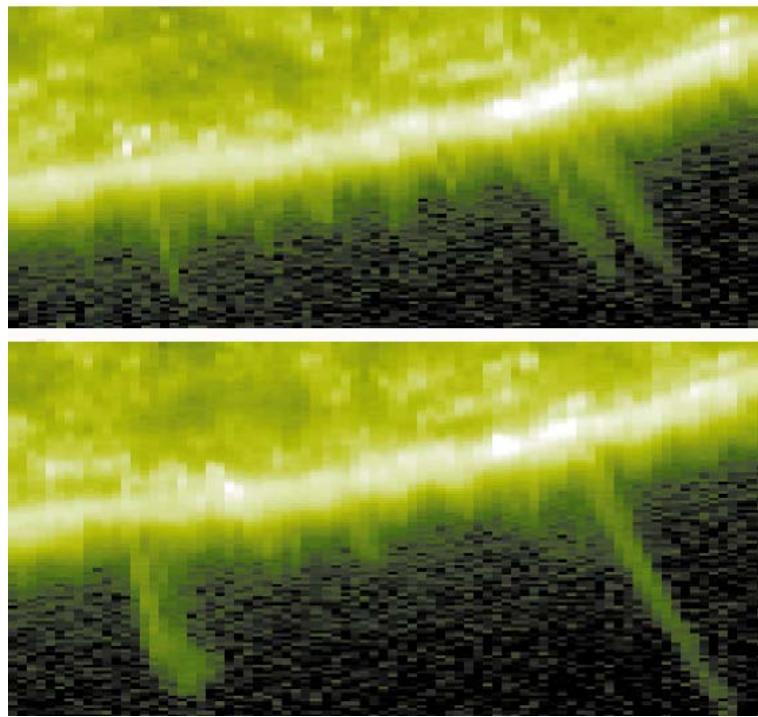


FIGURA 2.5 - Macroespículas observadas na linha do N V, a $1.8 \times 10^5 K$. Imagem modificada do artigo Wilhelm (2000).

do raio através de imagens do Nobeyama Radio Heliograph em 17 GHz (17,6 mm). Através de um modelo de atmosfera que conta com espículas, o raio obtido foi de 3500 km. Johannesson e Zirin (1996) mediram o raio em H α , em média 5000 km. No ultravioleta extremo houveram medições de Zhang *et al.* (1998), eles utilizaram as imagens do EIT para medir o raio nas 4 linhas 17,1 nm, 19,5 nm, 28,4 nm e 30,4 nm. O resultado obtido é um raio de ~ 5000 km para a linha do He II.

2.3 Coroa

Outro grande enigma para a física solar reside sobre a coroa solar. Esta é a camada mais externa do Sol, porém a mais quente ($\sim 10^6$ K) e de menor densidade. A coroa é muito extensa, chegando a vários raios solares. A sua observação é possível no visível, durante eclipses, em rádio, em raios-X moles e ultravioleta.

A estrutura coronal é moldada pelos campos magnéticos. Os arcos magnéticos aprisionam o plasma e onde as linhas de campo são abertas vemos os buracos coronais. Através de coronógrafos podemos observar um efeito chamado de “helmet

“streamers”, isso ocorre quando os arcos magnéticos mais externos se estendem no sistema solar ao invés de se conectar; o nome é devido ao formato desse efeito que é parecido com a forma do capacete dos generais alemães da primeira guerra mundial.

As primeiras medições da coroa solar foram através de observação de eclipses em luz branca e depois através de instrumentos que simulam eclipses chamados coronógrafos. O funcionamento básico do coronógrafo é tampar a radiação do disco solar fazendo com que a radiação mais difusa da coroa seja observável. Com os coronógrafos é possível observar o contínuo coronal até mais de 5 raios solares. A principal estrutura observada por esse tipo de instrumento são jatos de massa coronal chamados CME (Coronal Mass Ejection). O nome “coronal” não significa que essas ejeções de massa sejam liberadas somente da coroa. A liberação de massa de proeminências também é observada. O instrumento LASCO (figura 2.6) a bordo do satélite SoHO faz observações de CMEs e os eventos observados também podem ser observados nas imagens do EIT.

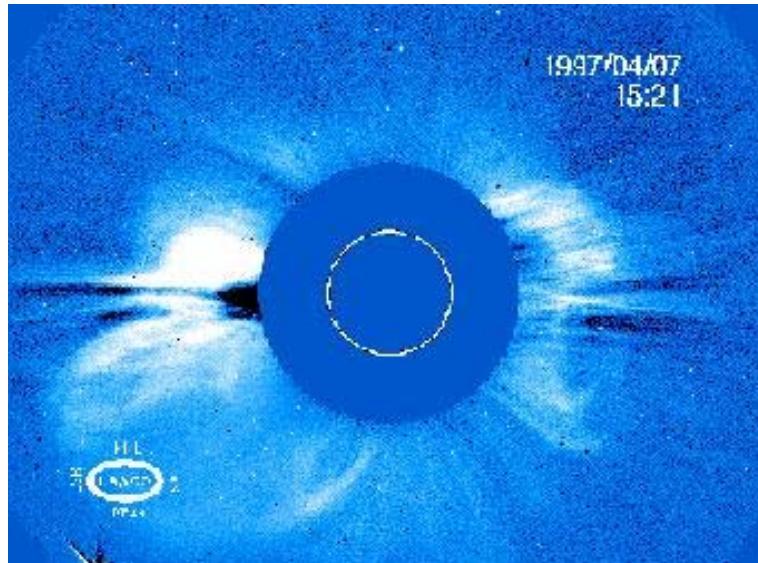


FIGURA 2.6 - A figura mostra uma imagem do coronógrafo LASCO a bordo do satélite SoHO para o dia 07/04/1997. O círculo branco mostra onde o disco solar deve estar. Na esquerda da figura, podemos ver uma CME intensa.

Os novos satélites carregando telescópios que cobrem comprimentos de onda na faixa do raio-X e do ultravioleta possibilitam observações da coroa porque as altas

temperaturas propiciam a emissão nessas bandas. Hoje em dia os satélites mais famosos que fazem observação da coroa são o RHESSI e SXI que fazem imagens do Sol em raios X e o SoHO (EIT) e TRACE que imageam o Sol no ultravioleta extremo (EUV).

As estruturas observáveis em ultravioleta são basicamente arcos magnéticos, regiões ativas, proeminências, filamentos e buracos coronais no disco solar. O abrillantamento das regiões ativas é devido aos efeitos combinados de aquecimento e aprisionamento. No limbo, a coluna de material observado é duas vezes maior que no disco, isso aliado às linhas serem opticamente finas (esse efeito será explicado no capítulo seguinte) proporciona o efeito de abrillantamento de limbo. Os buracos coronais ocorrem principalmente nos polos que são regiões onde há linhas de campo magnético abertas, essas regiões são geralmente mais frias e menos densas que o resto do disco, ilustrado na figura 2.7.

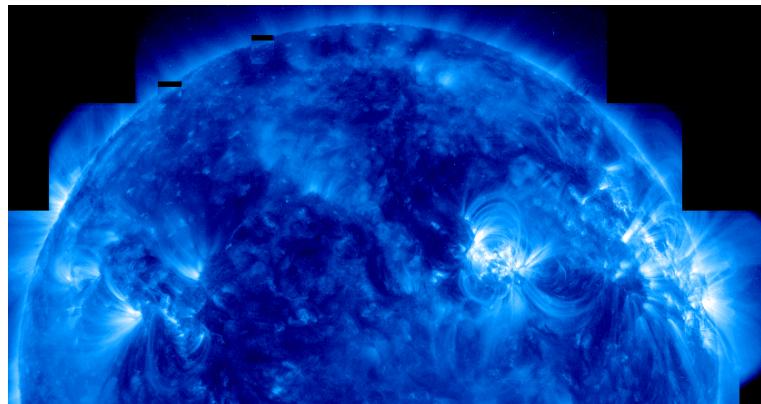


FIGURA 2.7 - Imagem da coroa solar no ultravioleta, no comprimento de onda λ 171 Å, obtida pelo instrumento TRACE. Esta imagem é parte de um mosaico de imagens do TRACE. Aqui podemos ver com detalhes as linhas de campo magnético sobre regiões ativas.

A forma da coroa solar é modificada pelo ciclo de atividade solar. Durante o período de mínimo de atividade, o maior campo magnético observado é um dipolo e a emissão é limitada a baixas latitudes. Durante o máximo de atividade solar, o campo magnético da coroa não é mais poloidal¹, os buracos coronais praticamente desaparecem e nos polos é possível observar, também, um abrillantamento de limbo.

¹Campo Poloidal - Campo vetorial como um multipolo magnético que tem uma componente ao longo do eixo Z de uma esfera e linhas contínuas ao longo de sua longitude.

2.4 Atividade Solar

Tão intrigante como o aquecimento coronal e outros eventos solares, é o ciclo de atividade solar. O primeiro sinal de atividade foi a observação das manchas solares em luz branca. Em certos períodos são vistas menos manchas que em outros e durante o ciclo, as manchas são formadas em latitudes cada vez menores. A observação desse fenômeno se mostrou periódica e precisa. Esse ciclo de 11 anos que corresponde ao aumento do número de manchas aliado ao seu caminho até o equador solar é chamado de ciclo de atividade solar.

O ciclo de manchas solares foi descoberto por Schwabe (1849, 1851), mas foi Wolf que primeiro juntou todos os dados fragmentados sobre manchas e criou a primeira série temporal de variação do número de manchas solares desde 1610 (figura 2.8b). Carrington descobriu que a latitude média das manchas se desloca com o tempo, essa variação também é conhecida por lei de Sporer, e sua regularidade é bem demonstrada através do “diagrama de borboleta” (figura 2.8a).

O número de manchas solares visto na figura 2.8b é obtido através da fórmula introduzida por Wolf

$$R = K(10g + f) \quad (2.1)$$

onde g é o número de grupos de manchas, f é o número individual de manchas e K é uma constante de correção que varia de observatório para observatório. Se só tiver uma mancha no sol, g e f são iguais a 1, se $K = 1$, então $R = 11$. Este sistema dá crédito extra para manchas isoladas que tendem a ser grandes.

O ciclo de 11 anos é uma parte de um ciclo maior de 22 anos. Ainda existe o ciclo de 80 anos descoberto por Gleissberg (1967), esse ciclo recebe o nome do autor e é chamado de “ciclo de Gleissberg”. Depois de um ciclo completo de 11 anos as polaridades do campo magnético solar se invertem e o mesmo ocorre após outros onze anos, formando esse ciclo de 22 anos. J. A. Eddy compilou todos os dados

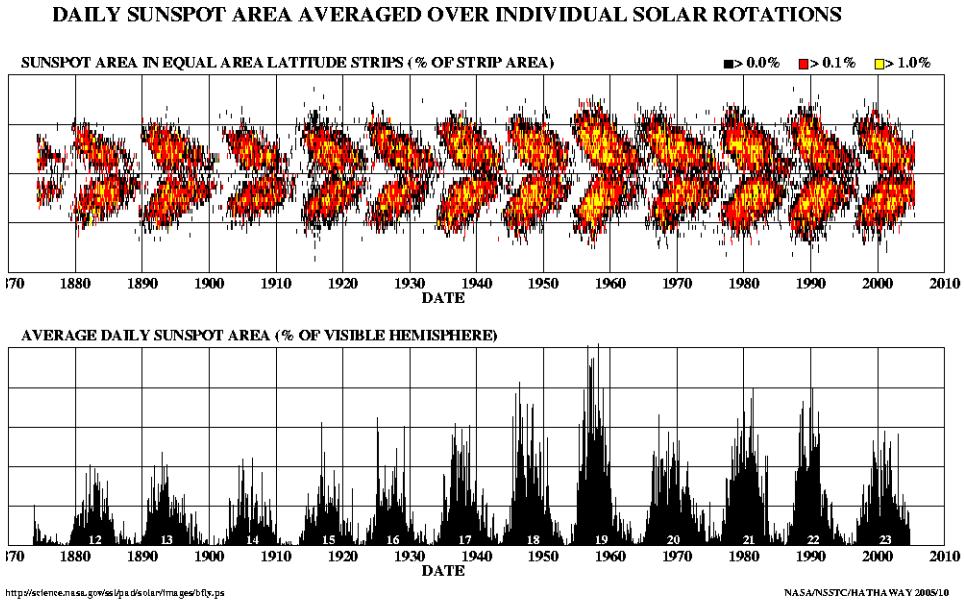


FIGURA 2.8 - (a) Diagrama de Borboleta reproduzido a posição das manchas solares com a latitude durante diversos ciclos solares. (b) Número de Wolf de manchas solares para os ciclos solares 12-23.

sobre números de manchas desde 1610 até 1980, os resultados mostram um outro ciclo de 80 anos.

O ciclo de manchas está intimamente ligado com o ciclo de atividade solar. Manchas grandes ou grupos complexos de manchas são ótimos candidatos para a produção de explosões solares, e quanto maior a sua quantidade, maior a chance de ocorrerem esses eventos. Por isso quando falamos aqui sobre atividade solar ou ciclo de atividade solar, usamos o número de Wolf (número de manchas) como referência.

Não existe um único indicador de atividade solar. Outros índices de atividade freqüentemente usados são a medição do fluxo solar em linhas intensas (como a linha K do Ca II) e o fluxo em rádio em 10,7 cm (2,8 GHz). Todos eles mostram a variação de 11 anos observada no número de Wolf.

2.5 Medições do Raio Solar

2.5.1 O Raio Solar em Diversas Freqüências

Desde antes da criação do telescópio no século XVII, Aristarco de Samos já fazia estimativas do valor do raio solar em 270 a.C.. O valor de 900" foi encontrado através da análise de observações de eclipses lunares. Pouco tempo após a invenção do telescópio, em meados do século XVII, foram feitas as primeiras medições do raio solar pela observação/projeção de trânsitos e através de micrômetros.

A importância do estudo do raio solar é discutida na literatura. Thuillier *et al.* (2005) resume tanto os métodos utilizados até hoje para a medição do raio quanto a sua importância. Ele diz que medições cuidadosas feitas sobre longos períodos de tempo nos trariam informações sobre a evolução da estrela. Sofia (1981) sugere que variações de 0,4" no raio influenciam significativamente o brilho do Sol e consequentemente o clima da Terra. Ribes *et al.* (1987) reprocessou dados obtidos por Jean Picard e seu sucessor Philipe dela Hire que fez observações do Sol durante o mínimo de Maunder no século XVII, essas observações indicam que o raio e a rotação solar diminuíram durante aquela época, mas não se sabe ao certo o que causou isso. O período de frio intenso registrado na época pode ter sido causado pela falta de atividade solar ou pela diminuição na luminosidade, ou ambos.

A medição do raio também possibilitou o cálculo da excentricidade da órbita da Terra uma vez que o raio varia aproximadamente 67" durante o ano. E a observação do limbo em UV resultou na identificação de espículas quando os telescópios não tinham resolução suficiente para observá-las.

Os modelos de atmosfera solar necessitam de comprovação observacional, determinando o raio a partir de linhas que se formam em lugares diferentes da atmosfera é possível por a prova desses modelos. Para algumas linhas é mais difícil a medição do raio, seja por falta de instrumentos capazes de observar o Sol em uma dada linha espectral, ou pelas estruturas presentes na borda das imagens adquiridas, ou até por causa dos vários problemas instrumentais que inviabilizam as observações.

2.6 O Raio Solar em Luz Branca

O contínuo em luz branca é o mais utilizado. Além das facilidades para se construir um instrumento capaz de observar o Sol nessa freqüência, a camada da atmosfera que é observada está logo acima do interior solar, de onde não existem observações diretas. Na literatura, o valor de $960''$ é utilizado para definir a grandeza Raio Solar (R_{\odot}). Aqui, essa grandeza é chamada de raio fotosférico.

A seguir mostramos alguns exemplos de instrumentos utilizados na observação e medição do raio fotosférico descritos no artigo de Thuillier *et al.* (2005):

- Círculo Meridiano: Dado o movimento aparente do Sol, os tempos de primeiro e segundo contatos do limbo solar são gravados. Seus valores proporcionam uma determinação do diâmetro angular do Sol. Este método tem como resultado o diâmetro horizontal, que deve ser referido ao sistema de coordenadas heligráfica. Um micrômetro de filamento duplo permite a determinação dos diâmetros horizontal e vertical. Em qualquer caso, a refração deve ser levada em conta.
- Trânsitos de Mercúrio: Devido ao movimento de Mercúrio e da Terra, só ocorrem 14 trânsitos de Mercúrio por século. Se o tempo entre medidas for de um segundo, é possível obter precisão de $0.1''$ nas medidas do diâmetro. Como este fenômeno era observado regularmente, dado a sua importância no estudo da teoria gravitacional, uma grande base de dados (desde o século XVII) existe. Contudo, por causa do efeito da atmosfera de Mercúrio (tênu, porém importante para a precisão das medidas), esse nível de precisão não é obtido, e consequentemente as barras de erro dessas medidas são da ordem de $1''$ ou mais.
- Eclipses Solares: O eclipsamento do Sol pela Lua é também um fenômeno astronômico que pode ser utilizado para medir o diâmetro solar. Dois métodos são utilizados: (a) medidas de duração de eclipse por um observador localizado perto do centro da área de totalidade; e (b) medidas da duração de eclipse por vários observadores nas extremidades norte e sul permitindo uma determinação precisa dos limites da trilha da sombra. Sendo o objetivo a determinação precisa do tamanho da zona de totalidade, para ambos os métodos é importante saber a localização precisa dos observadores, a fim

de identificar propriamente o trajeto percorrido pela Lua do ponto de vista de cada observador. Também, para eclipses centrais, o tempo da duração da totalidade do eclipse deve ser medido com maior precisão. A principal vantagem dos métodos de eclipse solar é que a medição não é afetada pela atmosfera da Terra.

- Astrolábio: O instrumento usa um prisma e um espelho horizontal. O princípio das medidas é: a luz é refletida em um prisma que recebeu uma cobertura de metal nos dois lados, e em um espelho horizontal feito de uma superfície de Mercúrio. As condições chaves para tal sistema são: (a) estabilidade mecânica; (b) função de espalhamento de luz (PSF) constante; (c) tamanho de pixel constante (“plate scale”). Dado o movimento diurno do Sol, as duas imagens se movem em direção uma da outra, e tem um primeiro contato em t_0 , e um segundo contato em t_1 . A diferença entre esses dois tempos permitem calcular o diâmetro solar assumindo que o ângulo do prisma é conhecido. A definição de contato, e consequentemente o tempo correspondente, pode ser assunto de discussão. contudo, se as medidas são tomadas usando o mesmo método, a variação observada deveria ser independente da definição de contato, que é importante apenas para a determinação do valor absoluto do diâmetro. Precisão está queralmente em $0,15''$. Originalmente, os valores de contato eram definidos através de observações manuais. Hoje em dia, as duas imagens do Sol são gravadas em um CCD, e o processamento de dados define o tempo de contato. Como todos as observações em terra, a distorção atmosférica é a principal fonte de interferência.
- Sistema de imageamento: O sistema de imageamento consiste em um telescópio associado com um filtro seletor de comprimento de onda e um CCD. É imprescindível para que o sistema seja estável para assegurar a magnificação da imagem e distância focal. Para se atingir tal requisito é necessário que a temperatura do sistema seja mantida constante e baixa. Existem telescópios ópticos tanto na Terra quanto no espaço para fazer observações do disco solar. Os telescópios que fazem observações a partir da Terra têm o mesmo problema de turbulência atmosférica que os demais, já os telescópios instalados em satélites não têm a possibilidade de correção de eventuais erros na sua mecânica. Hoje em dia existe apenas um experimento em satélite que faz observações do Sol em luz branca, o

MDI (Michelson Doppler Telescope) a bordo do SoHO. Esse satélite não foi projetado para o estudo do diâmetro solar, porém, Emilio *et al.* (2000) estudaram o raio solar utilizando suas imagens.

Outra pergunta ainda sem resposta reside na variação temporal do raio. Encontramos vários artigos que fazem medições do raio com diversos instrumentos porém, não há acordo ainda sobre a variabilidade do raio:

- Gilliland (1981), Ribes *et al.* (1987) e Sveshnikov (2002) são alguns dos autores que estudaram a variação do raio ao longo de alguns séculos. Gilliland (1981) utilizou uma amostra de dados de vários autores cobrindo um total de 258 anos (figura 2.9). Os valores obtidos são provenientes de várias metodologias para medir o raio, como círculo meridiano, trânsitos de Mercúrio e eclipses solares. Foi encontrada uma periodicidade de 76 anos antecorrelacionada com o ciclo de Gleissberg e uma diminuição de $0,1''$ - $0,2''$ por século, além de uma antecorrelação com o ciclo de 11 anos. Ribes *et al.* (1987) reprocessou dados desde a época de Jean Picard e do mínimo de Maunder, e observou um decréscimo secular no valor do raio desde o mínimo de Maunder até agora. Sveshnikov (2002) com o mesmo tipo de estudo chegou a uma conclusão diferente de Gilliland quanto a variabilidade do raio nos ciclos de Gleissberg e no de 11 anos, seus resultados apresentam uma variação em fase com esses ciclos de amplitude $0,08'' \pm 0,02''$ e $0,24'' \pm 0,05''$ de variação secular, respectivamente.
- Alguns outros autores estudam variações menores, da ordem de um ou dois ciclos solares ou menos, ainda assim os resultados obtidos são contraditórios. Wittmann *et al.* (1993) obteve medições do raio a partir de “drift-scans” cujo resultado foi uma correlação em fase com o ciclo de atividade solar, aumento do raio em $0,4''$ durante o período de 1981 à 1992. Noël (2004) utiliza medidas provenientes do Astrolábio da universidade do Chile, as medidas foram tomadas por 13 anos e também foi encontrada uma correlação do raio com o ciclo de atividade solar, o coeficiente de correlação das medições com o número de manchas é de, pelo menos, $0,7'' \pm 0,04''$.
- Emilio *et al.* (2000) determinaram que o raio variava em fase com o ciclo de atividade solar. Trabalhos posteriores do mesmo autor levam em conta correções de temperatura do telescópio e a nova variabilidade do raio é nula (Kuhn *et al.*, 2004).

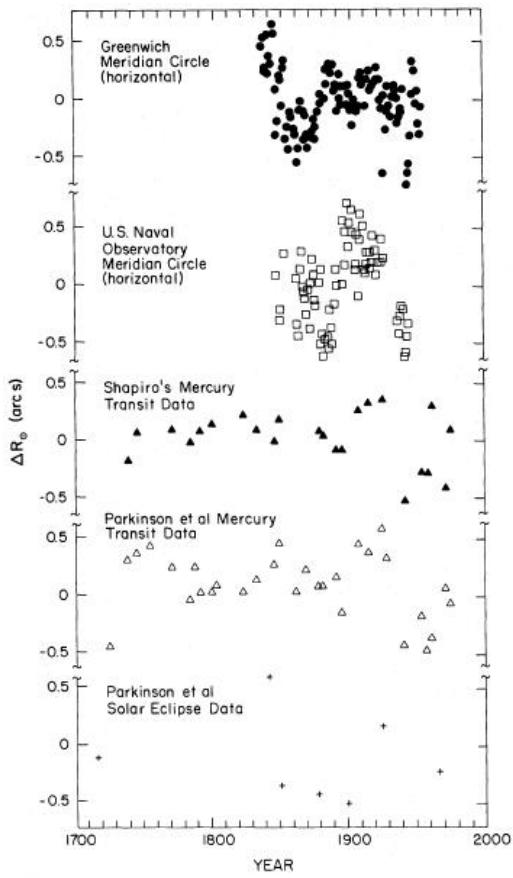


FIGURA 2.9 - Conjuntos de medições do raio solar de aproximadamente 1700 até 1980, os métodos utilizados na medição são (de cima para baixo): círculo meridiano, transito de Mercúrio, trânsito de Mercúrio e eclipse solar. Fonte: Gilliland (1981).

2.7 O Raio Solar em Rádio

A emissão no contínuo em rádio é gerada a partir da RT / Baixa Coroa como vemos na Figura 2.13. O modelo de VAL81 mostra que a emissão entre 10-30 GHz vem da RT. Isso quer dizer que, imagens feitas nessas freqüências proporcionam o raio nessa altura da atmosfera. O número de trabalhos sobre o raio solar nestas freqüências é bem menor que trabalhos que utilizam observações do espectro visível. Isso pode ser devido ao pouco tempo de observações solares em rádio disponíveis na literatura bem como telescópios dedicados a observação solar, ou pode ser devido a qualidade das observações. Contudo, a medição do raio na RT é importante para o estudo do balanço energético das camadas, assim como a prova de modelos atmosféricos existentes. O raio no contínuo de rádio já foi estudado em várias freqüências, entre elas, 8 GHz (Bachurin, 1983), 13 GHz (Bachurin, 1983), 17 GHz (Selhorst, 2003), 22 GHz (Costa *et al.*, 1985), 44 GHz (Costa *et al.*, 1985), 48 GHz

(Costa *et al.*, 1999). Os resultados obtidos pelos diversos autores também é controverso e a variação do raio durante o ciclo solar é da ordem de alguns segundos de arco.

Até o momento não existem satélites com radiotelescópios solares a bordo que observem o Sol. O Nobeyama Radio Heliograph (NoRH) é o único arranjo de interferômetros em microondas dedicado a observação solar. Embora o objetivo desse instrumento não seja a medição do raio solar, suas imagens foram utilizadas por Selhorst (2003) e seus artigos subsequentes (Selhorst *et al.*, 2003; Selhorst *et al.*, 2004) para este fim.

O Interferômetro de Nobeyama começou seu ciclo de observações em 1992 e o arranjo conta com 84 antenas de 80 cm cada uma, centradas nas freqüências de 17 e 34 GHz que cobrem mais de 200 km. A resolução das imagens é de aproximadamente 5''. Selhorst *et al.* (2004) utilizaram imagens diárias em 17 GHz para medir o raio e sua variação durante um ciclo solar (fig. 2.10). O raio foi dividido em raio polar e equatorial e encontram uma curiosa variação dos valores do raio polar antecorrelacionados com o ciclo de atividade enquanto o raio equatorial variou correlacionado com o ciclo de atividade. A média dos valores econtrados para o raio polar e equatorial são respectivamente $974,4'' \pm 0,8''$ e $976,6'' \pm 1,5''$ (utilizando o método menos restritivo).

Outros autores como Bachurin (1983), Costa *et al.* (1999) entre outros, não possuíam séries temporais completas e cobrindo o mesmo período que as observações do EIT. Utilizamos as medições de Selhorst *et al.* (2004) para comparação com nossos resultados uma vez que as linhas em EUV se formam na mesma região que a emissão rádio.

2.7.1 O Raio Solar em EUV

Medições do raio solar em rádio sempre mostraram discrepâncias entre as medidas realizadas e modelos de atmosfera. As imagens do EIT deram a oportunidade única de estudar linhas espectrais que se formam na mesma altura que a emissão rádio, ou seja, a zona que compreende a Região de Transição e a base da Coroa Solar.

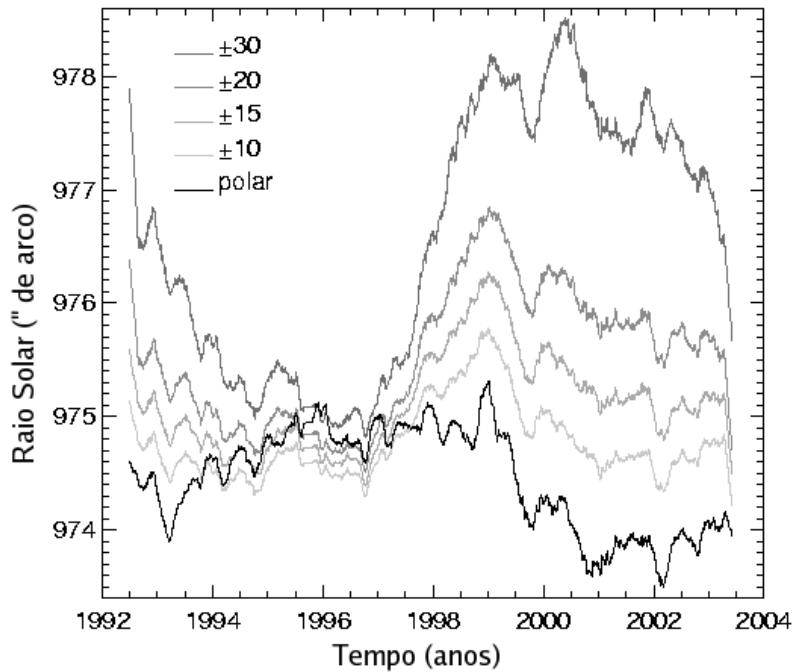


FIGURA 2.10 - Comparações entre médias corridas de 100 dias do raio solar ajustado sob critérios de seleção de pontos do limbo. Por exemplo, ± 10 , significa ignorar todos os valores de raio maiores que $10''$ acima da média. Fonte: Selhorst *et al.* (2004).

Além do presente trabalho, apenas um trabalho foi encontrado na literatura cujo escopo foi o cálculo direto do raio solar utilizando imagens no EUV, (Zhang *et al.*, 1998). Para calcular o raio eles utilizaram imagens do EIT e selecionaram 40 pontos aleatórios no limbo e a esses pontos é ajustada uma circunferência. Segundo os autores, esse método interativo é a melhor maneira de calcular o raio dadas as irregularidades na borda das imagens. Foram utilizados 12 pacotes de imagens aleatórias distribuídas entre abril de 1997 e janeiro de 1998. Cada pacote de imagens é composto por uma imagem de cada linha observada pelo EIT: 171 Å, 195 Å, 284 Å e 304 Å.

O resultado mais interessante desse trabalho é que o raio para a linha do He II (cromosférico) é maior que o raio medido para as demais linhas (coronais), o autor apresenta diversas explicações para este efeito, uma delas é que a presença de macroespículas no limbo pode afetar na determinação do raio, levando a atmosfera a níveis superiores. Como mostraremos mais adiante, o resultado por eles obtido

do raio para a linha do He II concorda com a média de nossos resultados para o período, porém o resultado para a linha do Fe IX,X está em desacordo com nossas medições que indicam um valor maior que o raio para a linha do He II.

Medidas indiretas do raio solar utilizando os dados do EIT também são encontradas na literatura:

- Aschwanden *et al.* (1999) fazem reconstrução de campos magnéticos utilizando imagens do EIT e recalculam o “plate scale” do telescópio utilizando o mesmo método de Zhang *et al.* (1998) para ajuste dos pontos do limbo. O raio é medido e o “plate scale” é obtido através da medição e valor teórico da altura da região de transição de 2500 km. Com isso o “plate scale” medido foi de $2,618'' \text{pixel}^{-1}$.
- Auchere *et al.* (1998) medem elipsidade da cromosfera e coroa para todos os comprimentos de onda observados pelo EIT (fig 2.11). Eles utilizaram médias de 400 imagens para eliminar todas as estruturas aleatórias do limbo e utilizaram uma técnica baseada em gradientes para medir os pontos do limbo. Nenhuma medida direta do raio, seu valor ou variação é mencionado no artigo, apenas a elipsidade encontrada.

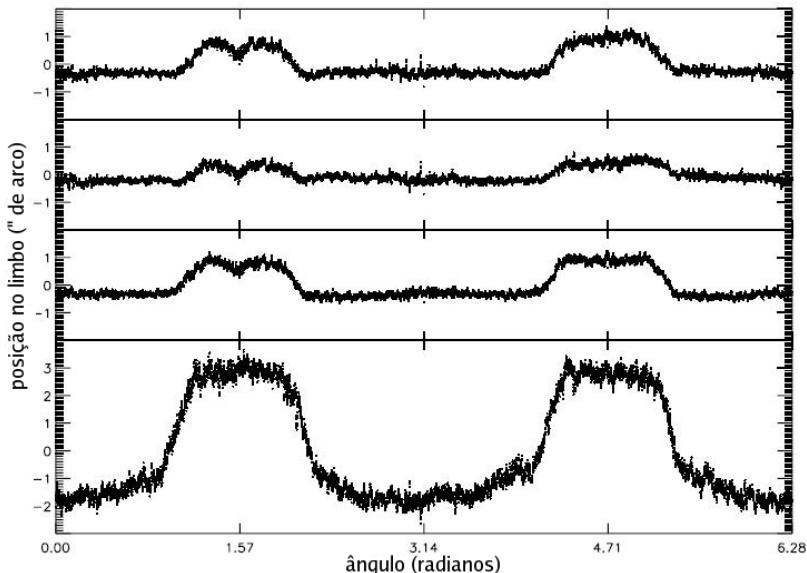


FIGURA 2.11 - Gráfico da variação da altura em função da latitude para as quatro linhas do EIT. A linha do He II é mais oblata que as demais. Fonte:Auchere *et al.* (1998).

2.8 Modelos de Atmosfera

As variações de temperatura e pressão com a altura na atmosfera solar também são chamadas de “modelo atmosférico” ou simplesmente “modelo solar”.

A primeira evidência direta de um gradiente de temperatura na atmosfera solar é o escurecimento do limbo (“limb darkening”). Perto do centro, o disco solar aparece mais brilhante, e mais quente do que perto do limbo. Isso porque nós estamos vendo camadas mais profundas quando fazemos uma observação normal a superfície. Quando nos afastamos do centro estamos vendo uma profundidade menor porque a linha de visada é quase tangencial (figura 2.12).

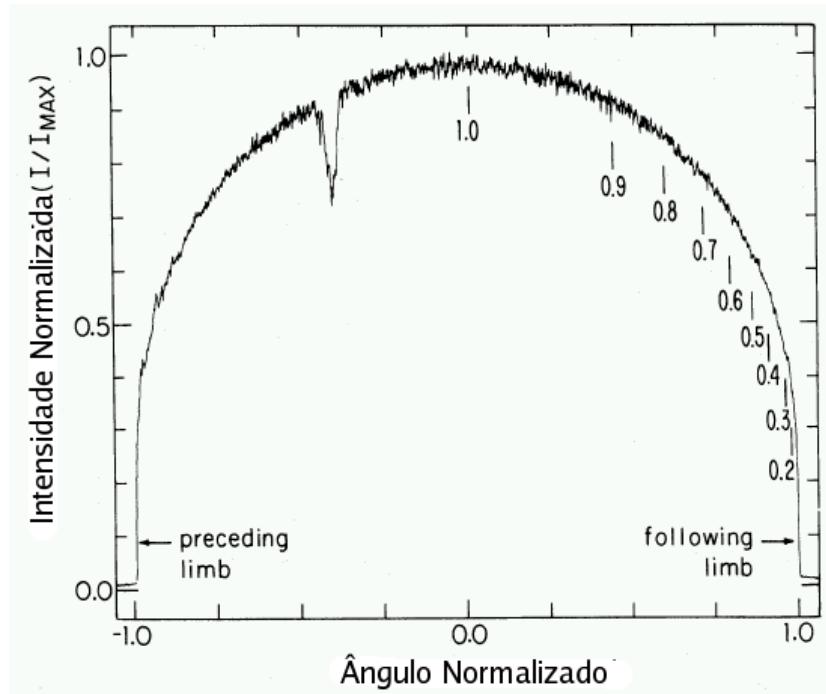


FIGURA 2.12 - Perfil do Sol no contínuo em luz branca, é evidente o efeito de “limb darkening”. Fonte: Physics 440, “Astrophysics I”, Winter 2003, disponível em html por: <http://spiff.rit.edu/classes/phys440/lectures/limb/limb.html>.

Estão disponíveis na literatura vários modelos de atmosfera solar onde a fotosfera é o principal objeto de estudo, mas alguns autores extendem seus modelos até a cromosfera, região de transição e coroa. É o caso de um dos modelos mais utilizados

hoje em dia, apresentados em uma série de três trabalhos, (VAL73, VAL76 e VAL81). O modelo de atmosfera obtido no último artigo da série pode ser visto na Figura 2.13.

Para calcular o modelo VAL81 (ou apenas VAL, pois este é o último e mais completo modelo da série), foram resolvidas as equações de redistribuição parcial de freqüência para $L\alpha$ e $L\beta$ do Hidrogênio, para as linhas ressonantes do C II, Mg II e $L\alpha$ e cálculos das equações de transferência radiativa, equilíbrio estatístico para as linhas do H, H^- , C, Si, Fe, Al, HeII, Ca II, Mg II entre outros. Cada elemento possui várias transições de níveis quânticos possíveis. O modelo ideal deveria levar em conta todas as transições de cada elemento estudado, porém como isso é quase impossível de se fazer, foram estudadas, em média, 10 transições para cada átomo.

O modelo foi dividido de forma a calcular a variação de temperatura / densidade vs altura em regiões distintas do disco solar (células). Foram utilizadas observações em EUV do *Skylab* (de 40-140 nm) para determinar o modelo de 6 regiões no Sol Calmo: A) Um ponto escuro dentro de uma célula, B) A média da célula, C) a média do Sol Calmo, D) A média da rede cromosférica, E) um ponto brilhante da rede e F) Um ponto muito brilhante da rede. Também foram utilizadas observações em rádio, de 0,3 mm até 20 mm, de outros autores para ajudar na composição do modelo.

Os valores obtidos para os modelos estão, em geral, em desacordo com as observações em termos de intensidade de abrillantamento ou obscurecimento do limbo. Isso é devido a inomogeneidades da atmosfera nas linhas estudadas.

O resultado que mais nos interessa é a altura da região de transição do modelo ajustado a partir das observações, ~ 2300 km acima da fotosfera. Atualmente, este valor apesar de controverso, ainda é o mais aceito pela comunidade científica.

A série de artigos de Fontenla *et al.* (1993) dá continuidade aos artigos VAL. Alguns dos problemas da série VAL citados em Fontenla *et al.* (2002), são as intensidades integradas e os perfis de linha calculados, eles diferem das observações e é necessário inferir um patamar de temperatura para deixar a intensidade integrada de acordo

com as observações. Mesmo assim os perfís de linha continuavam em desacordo e foi no intuito de melhor ajustar os modelos teóricos às observações que os artigos da série FAL incluiram os efeitos de difusão de partículas e, fluxo de massa e partículas. Mesmo assim a estratificação da atmosfera mantém os mesmos valores para a altura da região de transição solar que no modelo VAL.

Ambos modelos (FAL e VAL) são semi-empíricos, isto é, eles utilizam as observações de linhas espectrais de alguns elementos e ajustam parâmetros livres conforme essas observações. Devemos ressaltar que estes modelos a partir das observações em linhas não conseguem explicar os raios medidos em rádio (Selhorst, 2003).

Harold Zirin em um artigo de revisão (Zirin, 1996) contradiz os resultados existentes de altura da cromosfera igual a 2300 km e sugere que, a partir de diversas medições, o valor correto seria de 5000 km acima da fotosfera. No artigo, Zirin se apoia em observações da altura da região de transição (base da coroa) medida através de eclipses e H α .

Uma forma de explicar a discrepância entre observações e modelos teóricos são as espículas. Observações dessas estruturas em H α , ultravioleta e rádio levam a conclusão que as alturas médias das espículas estão entre 4000 e 5000 km e essas estruturas representam um abrillantamento extra no limbo solar aumentando a altura observada. Zirin diz que esse efeito não explica o aumento do raio porque a densidade de espículas observadas não é suficiente para elevar a altura da cromosfera até os níveis observados. Porém o modelo de Selhorst (2003) utiliza as espículas e obtém um raio em 17 GHz de 3500 km, de acordo com as observações.

2.9 Abrilhantamento do Limbo Solar

A observação do abrillantamento ou escurecimento de limbo em imagens, ou qualquer outro método que meça a variação centro-limbo, é a primeira evidência de um modelo atmosférico observational. A intensidade de uma linha espectral, e outros parâmetros como a opacidade óptica podem ser determinados com ajuda da observação da variação centro-limbo. Além de ser uma das únicas evidências

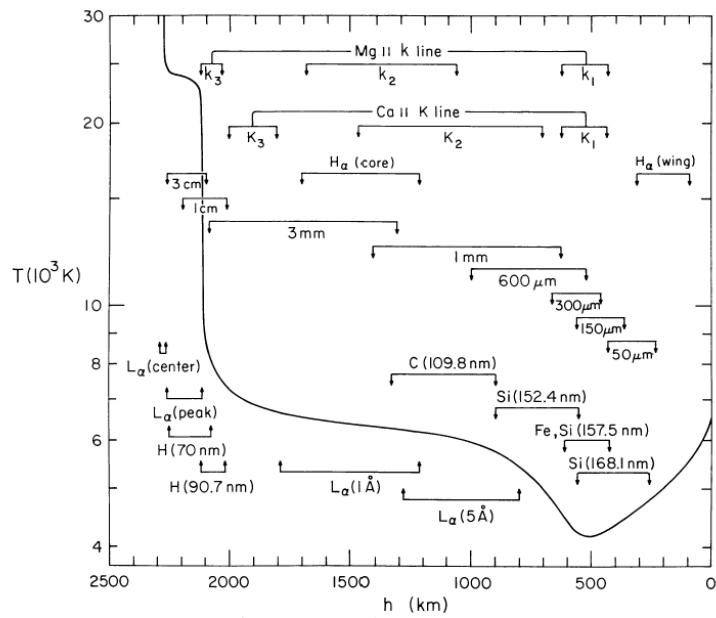


FIGURA 2.13 - Modelo de temperatura em função da profundidade na atmosfera solar. Fonte: Vernazza et al. (1981).

observacionais da presença de espículas na faixa do ultravioleta e rádio.

As espículas foram observadas primeiramente em $H\alpha$ e na linha do He II ($\lambda 304 \text{ \AA}$) na faixa do ultravioleta através da forma de macroespículas. Recentemente foi possível a observação de espículas em diversos comprimentos de onda, desde rádio até o ultravioleta extremo graças aos novos telescópios. Porém, até meados dos anos 80 esse tipo de observação não era possível e as espículas eram estudadas indiretamente através da variação de brilho no limbo solar. Wilhelm (2000) fez uma revisão sobre as teorias envolvendo as espículas e suas observações ao longo dos anos, onde mostra divergências tanto na teoria de formação das espículas quanto nas próprias observações que, para uma mesma altura e diferentes linhas, podem ou não apresentar espículas.

Em luz branca o efeito que vemos é o escurecimento de limbo. Isso ocorre porque o gradiente de temperatura é negativo conforme avançamos na atmosfera até o começo da cromosfera. Isso, aliado a um efeito de refração da luz observada geram o escurecimento observado.

No ultravioleta, rádio, entre outras freqüências cuja emissão se forma em camadas superiores da atmosfera (Cromosfera/Coroa), o efeito observado é o abrillantamento de limbo. Isso ocorre porque o gradiente de temperatura nessas regiões da atmosfera é positivo e os efeitos observados são na forma de abrillantamento em direção a borda. Um dos principais fatores para que o abrillantamento exista em ultravioleta é a opacidade (τ) da linha. Quanto menor for o τ da linha, mais material emissor é observado na borda.

Todas as linhas espectrais são formadas em uma determinada camada da atmosfera e com uma certa espessura; quando a linha é opticamente espessa nós só podemos ver uma parte da emissão. A linha do HeII é um exemplo de linha opticamente espessa e o abrillantamento de limbo presente é quase imperceptível, como será mostrado mais adiante.

Ambos efeitos tem sido estudados desde o século XVIII. Em 1748, Bouger foi o primeiro a observar o escurecimento de limbo que era considerado um mistério até meados do século XX. Em um artigo de revisão Russell e Shapley (1912) revêm os estudos anteriores e as possíveis causas do escurecimento de limbo na fotosfera solar.

Na década de 1960 foram feitas as primeiras observações do efeito de abrillantamento de limbo solar, e foi na faixa rádio que Noyes *et al.* (1968) primeiramente observaram esse efeito. Utilizando dados do NRAO (National Radio Astronomy Observatory), mediram a variação centro-limbo no comprimento de onda de 1,2 mm. Foram feitas varreduras de leste-oeste e norte-sul e, através das medições, foi possível notar um leve abrillantamento na borda do disco solar.

É no ano de 1970 que o pesquisador George L. Withbroe fez as primeiras medidas do abrillantamento de limbo em imagens do ultravioleta extremo (Withbroe (1970)), ele utilizou observações do Harvard spectroheliometer a bordo do OSO-IV (Orbiting Solar Observatory) nas seguintes linhas espectrais: N v, O vi, Ne viii, Mg x e Si xii. As medições foram tomadas entre as latitudes -10° e $+10^\circ$ para evitar manchas solares e manter a amostra homogênea. Cada imagem (spectroheliograma) é uma matriz de 40x48 pixels com resolução espacial de 1 minuto de arco. A composição

de várias imagens era utilizada para estudar a variação centro-limbo. As imagens utilizadas cobriam uma rotação solar inteira pois a rotação solar tende a diminuir os efeitos da estrutura coronal na região do equador. O modelo utilizado para ajustar as observações à curva de abrillantamento de limbo teórica foi o de Dupree e Goldberg (1967), semelhante ao das séries VAL e FAL em termos de estratificação da atmosfera.

Até meados da década de 70 vários outros artigos foram apresentados com medições em outras bandas de freqüências:

- George Withbore e John Mariska estudaram o abrillantamento de limbo em várias linhas do espectro ultravioleta (Withbore, 1970; Mariska e Withbore, 1975; Withbore e Mariska, 1976). O foco desses trabalhos são linhas que compõem a região de transição. Modelos de atmosfera foram utilizados para a comparação entre teoria e observações. No último artigo deles é sugerida a inclusão das espículas no cálculo teórico do abrillantamento do limbo para que as observações concordassem com a teoria, que previa intensidades menores às observadas no limbo solar.
- Lindsey *et al.* (1984) mediou o abrillantamento de limbo em rádio utilizando dados do IRTF (Infrared Telescope Facility), sendo que as medições eram na forma de varreduras do Sol no comprimento de onda de $820 \mu m$. As varreduras eram feitas de leste a oeste e de norte a sul. O autor comenta que o abrillantamento observado na direção leste-oeste é tão intenso quanto o que foi observado em rádio em 1,3 mm. Na direção norte-sul (zona dos buracos coronais) notaram que a intensidade era menor que a intensidade na direção leste-oeste.
- No infravermelho também existem algumas medições. Léna (1968) fez observações do Sol em diferentes comprimentos de onda do infravermelho, porém seus resultados não mostraram abrillantamento de limbo algum, diferente dos modelos para esses comprimentos de onda.
- Kanno (1979), Nishikawa e Kanno (1979a) e Nishikawa e Kanno (1979b) abordaram também o problema de discrepância entre intensidades observadas no limbo e preditas no EUV.

- No primeiro artigo são utilizadas observações de dois instrumentos, o OSO-4, OSO-6 e NRL. Este último instrumento fazia observações da região do limbo e através dessas observações foi calculada a intensidade do centro do disco, a comparação com medição dos instrumentos OSO mostrou que a intensidade calculada é da ordem de 3 vezes menor que a observada. Isso pode acontecer devido a absorvedores presentes no limbo que o obscuresçam. O resultado interessante obtido nesse artigo é que o pico de intensidade no limbo, para pequenos comprimentos de onda, está deslocado para fora do disco, de 2" a 4" para as linhas do Si III e C III, ou seja, o raio para essas linhas é maior que o predito nos modelos VAL e FAL. A principal causa desse efeito seriam as espículas, que se tornam opticamente mais finas com o decréscimo do comprimento de onda.
- O segundo artigo mostra em detalhes a contribuição das espículas na observação dessas linhas espectrais. Foram utilizadas medições de várias linhas espectrais e calculada a porcentagem necessária de espículas para o acordo entre modelo e teoria. Todas as observações feitas possuíam alguma discrepância em intensidade e localização da base da região de transição, foi notado que, conforme o aumento de temperatura, aumentava-se a porcentagem necessária de espículas.
- Finalmente em seu último artigo da série, foi observado o abrillantamento de limbo em buracos coronais polares. As linhas utilizadas foram do Fe II, S II, Si III, S III, C III, O III, Si IV, S IV, C IV, N IV, O IV, N V e O V em ordem crescente de temperatura. Nas regiões polares o abrillantamento de limbo é cerca de 10-20% menor que nas regiões equatoriais, e segundo o autor, isso se deve a uma quantidade menor de espículas nas regiões dos polos já que a maior parte da emissão na rede cromosférica é gerada pelas espículas.

CAPÍTULO 3

INSTRUMENTO UTILIZADO

Para este trabalho utilizamos dados do instrumento EIT (Extreme Ultraviolet Imaging Telescope) que é um dos 12 instrumentos a bordo do satélite SoHO (Solar and Heliospheric Observatory). O satélite SoHO está localizado a 1,5 milhões de km da Terra, no ponto L1 de lagrange, o que garante ao telescópio uma aquisição ininterrupta de dados do Sol. O EIT é um telescópio que faz observações do Sol em ultravioleta em quatro grupos de linhas de emissão: HeII λ 304 Å, FeIX,X λ 171 Å, FeXII λ 195 Å e FeXV λ 284 Å (Figura 3.1). A temperatura de formação de cada linha é $8,0 \times 10^4$ K, $1,3 \times 10^6$, $1,6 \times 10^6$ e $2,0 \times 10^6$ (Moses *et al.*, 1997), respectivamente.

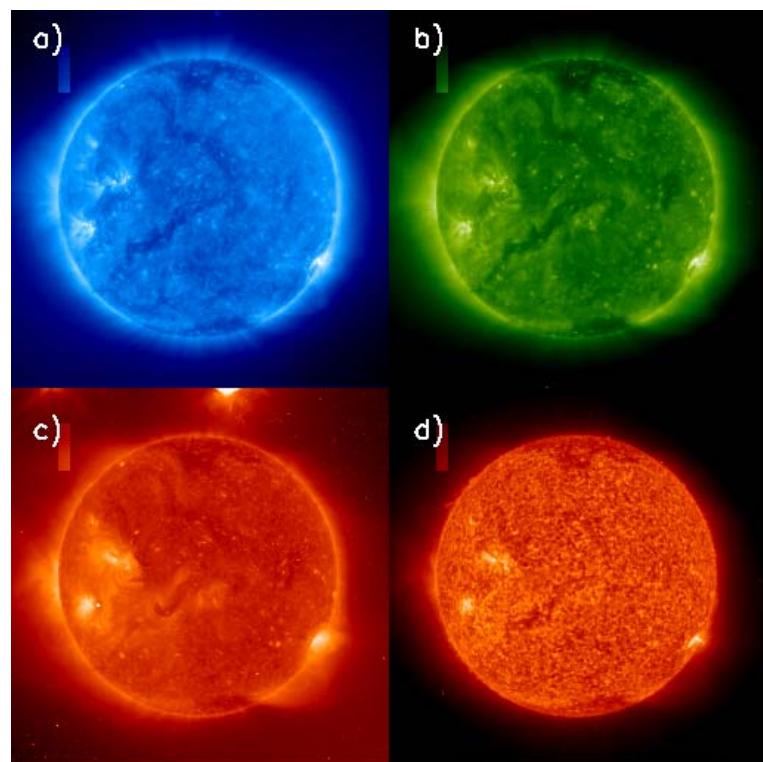


FIGURA 3.1 - Imagens do EIT nas quatro linhas de emissão. a) FeIX,X - 171 Å, b) FeXII - 195 Å, c) FeXV - 284 Å e d) HeII - 304 Å.

O objetivo principal do telescópio é estudar a evolução e a dinâmica das estruturas coronais a fim de prover novos conhecimentos sobre o processo de aquecimento coronal e aceleração do vento solar. As imagens coronais dão informações dos arcos

magnéticos enquanto as imagens da linha do He II fornecem informações dos pés dos arcos magnéticos. Essas imagens poderão estabelecer conexões entre estruturas observadas por outros instrumentos que observam a alta coroa, como o LASCO (Large Angle and Spectrometric Coronagraph).

O telescópio é um tipo modificado de Ritchey-Chrétien. Esse tipo de telescópio é parecido com o Cassegrain mas o espelho secundário é substituído por outro de inclinação variável que facilita o alinhamento da imagem ou mesmo permite fazer rastreio. O campo de visada é de 45x45 minutos de arco e resolução da câmera CCD de $21\mu\text{m} \sim 2,6$ segundos de arco. O esquema básico de montagem do telescópio pode ser visto na figura 3.2. O telescópio é composto por um espelho e um filtro dividido em quadrantes, onde cada um está centrado em um comprimento de onda. Uma máscara rotativa permite apenas um filtro ser iluminado pelo Sol de cada vez. A roda de filtros perto do plano focal contém dois filtros que bloqueiam a emissão solar em banda muito larga, uma posição aberta e duas telas de alumínio que bloqueiam o 1/3 superior e inferior da imagem solar refletida.

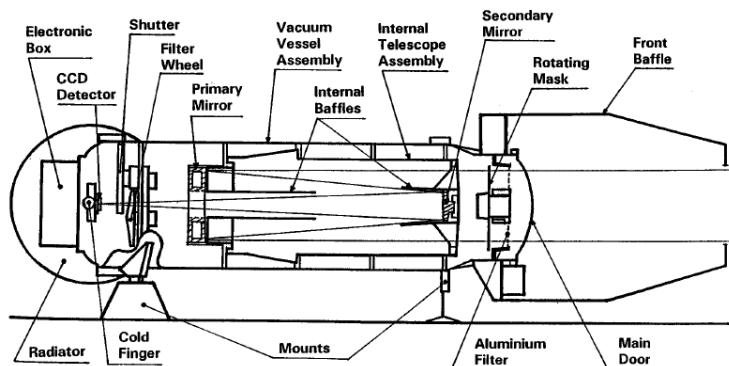


FIGURA 3.2 - Esquema teórico dos principais elementos do telescópio. Fonte: Delaboudinie et al. (1995)

O computador e a parte eletrônica que comanda o EIT também comanda os 3 instrumentos LASCO, quer dizer que o tempo de observação é dividido entre os 4 telescópios. Com isso apenas 20% dos recursos computacionais estão disponíveis para o EIT.

A PSF (Point Spread Function) convoluida com o a forma do pixel (figura 3.3) está muito perto do valor nominal de 2,6 segundos de arco.

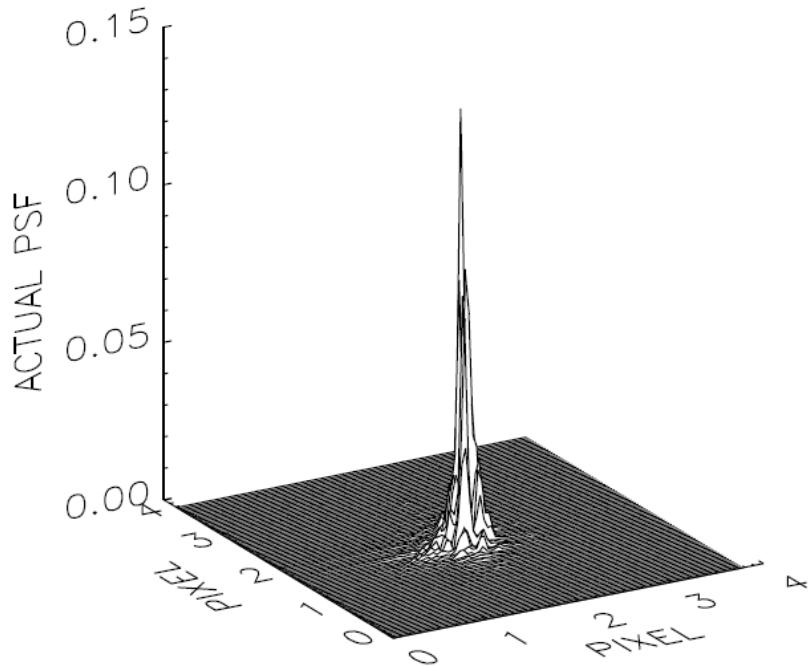


FIGURA 3.3 - Point Spread Function para a linha do He II λ 304Å. Fonte: Delaboudiniere *et al.* (1995)

O controle de temperatura interna é feito através de um pequeno aquecedor que mantém o CCD a uma temperatura de -80 C. Esse aquecedor pode ser usado também para evaporar gotículas de água condensadas que se formam na superfície do espelho e que podem degradar as imagens.

O sistema óptico foi construído de modo que cada quadrante do espelho funcione como um filtro passa faixa centrado nos comprimentos de onda 171 Å, 195 Å, 284 Å e 304 Å, conforme a figura 3.4. Nessa figura são mostradas as áreas efetivas para cada quadrante do telescópio. Os gráficos da Figura 3.5 mostram cada um dos 3 tipos de filtros combinados com a eficiência do CCD. Note que a linha do He II pode sofrer influências de outras, especialmente das linhas do Fe xv 284 Å e Si xi 303 Å.

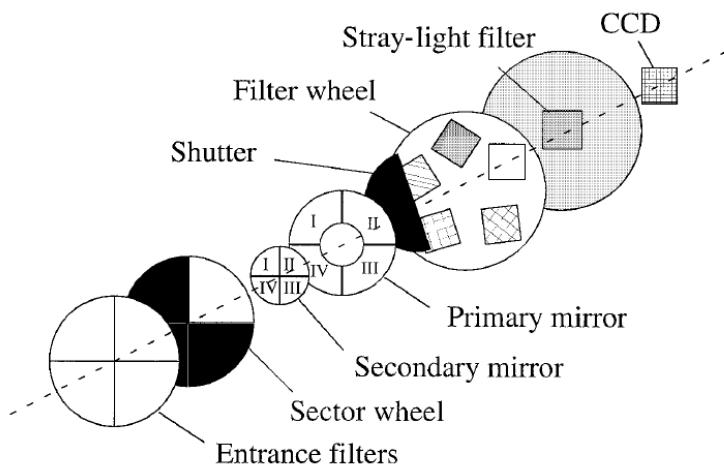


FIGURA 3.4 - Esquema do sistema óptico do telescópio. Fonte: Delaboudiniere *et al.* (1995)

3.1 Linha do He II

A transição entre 2 níveis quânticos ocorre através de mecanismos físicos responsáveis pela formação da linha. Os dois principais mecanismos conhecidos são a Fotoionização-Recombinação (P-R) e efeitos Colisionais. O P-R acontece quando um fóton de alta energia interage com um átomo, excitando um elétron a uma camada superior. Quando esse elétron retorna a posição inicial, libera outro fóton energético que pode vir a ionizar outro átomo. A energia da ionização do He II $\lambda 304 \text{ \AA}$ é suficiente para a ionização do He em He I $\lambda 584 \text{ \AA}$ (Fontenla *et al.*, 1993). As condições para que a P-R ocorram é alta temperatura e densidade. O mecanismo seguinte é baseado em colisões entre elétrons (fotoelétrons) e átomos, íons, etc. Regiões de menor densidade e temperatura favorecem esse mecanismo. Ao colidir com um átomo, o elétron o excita. Um terceiro mecanismo foi estudado por Jordan (1975), chamado redistribuição de velocidade (VR). A contribuição de elementos turbulentos fluidos, não térmicos, aumenta a taxa de colisões de maneira suficiente a aumentar o fluxo (Pietarila e Judge, 2004).

A energia de ligação de um elétron em uma determinada camada é diferente de átomo para átomo pois os elétrons penetram em camadas inferiores e suas energias variam. Tomando como exemplo o sódio, as transições dos estados $^2P_{3/2}$ e $^2P_{1/2}$ para $^2S_{1/2}$ formam linhas fortes, em 5890 \AA e 5896 \AA , na região do amarelo do espectro (princípio das lâmpadas de rua). A energia de transição de um elétron de uma camada para outra está diretamente ligada ao comprimento de onda ($1 \text{ eV} =$

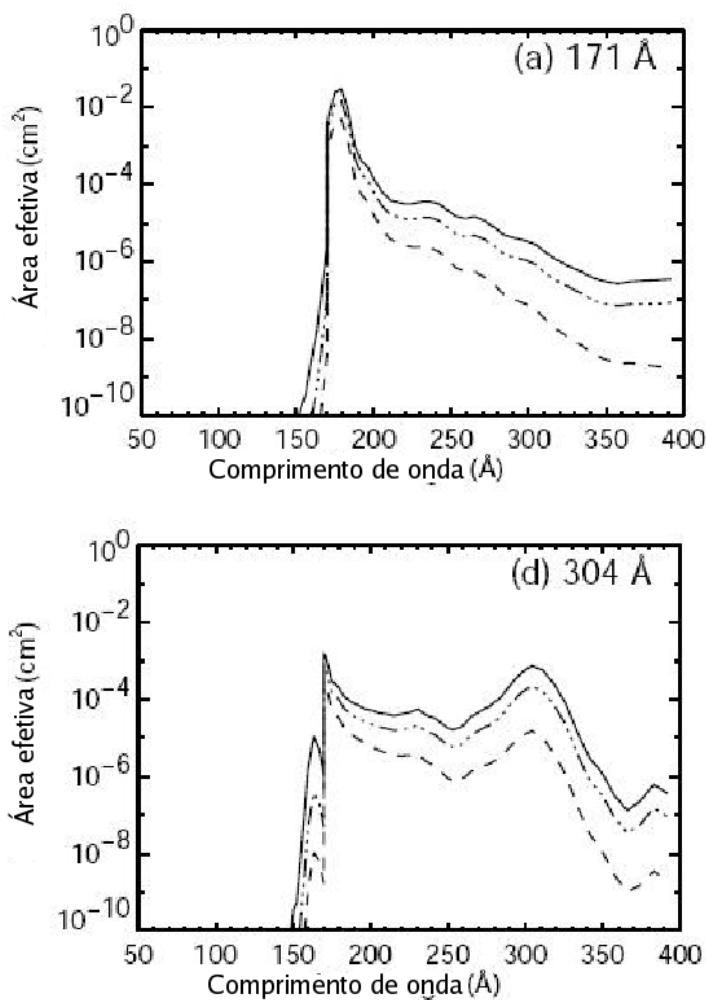


FIGURA 3.5 - Área efetiva para as linhas do EIT. As áreas pontilhadas mostram a resposta dos diferentes filtros. Fonte: Delaboudiniere *et al.* (1995)

8049 cm^{-1}).

Existem classificações para transições entre determinados estados, essas classificações são denominadas séries e acompanham o nome do autor que primeiramente as observou. Algumas das séries mais conhecidas são as séries de Lyman para o ultravioleta e as séries de Balmer para a região visível do espectro. Elas determinam quais as transições possíveis e as energias envolvidas no processo. A nomenclatura de cada série é romana e tem a ver com o tipo de transição de estado eletrônico, por exemplo, a série de Balmer representa as transições que ocorrem entre o nível 1 e os níveis superiores, a série de Lyman ocorre entre o nível 2 e os superiores e assim por diante. As letras gregas indicam o tipo de transição $\alpha, \beta, \gamma, \dots$

correspondem as transições, por exemplo, $2 \rightarrow 1$, $3 \rightarrow 1$, $4 \rightarrow 1$, etc, respectivamente.

Os átomos que perdem um ou mais elétrons recebem os algarismos romanos II, III, IV, etc, sendo que o I corresponde ao átomo neutro, II é uma vez ionizado e assim por diante. Os átomos que perdem determinado número de elétrons têm sua camada de valência modificada. Os átomos de mesma configuração eletrônica recebem uma denominação referente ao primeiro átomo da família, por exemplo, o Li I possui $Z = 3$ e configuração $1s^22s$, os átomos de Z crescentes podem perder elétrons e apresentarem a mesma configuração da camada de valência do Li I, por exemplo, Be II, B III, C IV, N V...Fe XXIV todos possuem a mesma seqüência isoeletrônica do Li e essa família de átomos é chamada de tipo Lítio.

A linha do He II $\lambda 303,78 \text{ \AA}$ observada pelo EIT tem uma temperatura de formação em torno de $8 \times 10^4 \text{ K}$ e se forma na região de transição. O Hélio solar é um elemento de compreensão difícil. Jordan (1975) estudou a formação dessa linha e observou que as intensidades de fluxo observadas e calculadas eram discrepantes, da ordem de 10 vezes para o He I e 5,5 vezes para o He II. Goldberg (1939) foi um dos primeiros a estudar essa linha e diz que o principal mecanismo de formação da mesma é P-R. Esse resultado foi questionado mais tarde por Jordan (1975) e outros autores, que chegaram à conclusão que o P-R sozinho não explicaria os fluxos observados, concluindo que a linha seria colisional (Andretta *et al.*, 2003).

Pietarila e Judge (2004), Glackin *et al.* (1978), Mango *et al.* (1978) e Auchere (2000) calcularam as variações de intensidade centro-limbo dessa linha e chegaram à conclusão que a variação no equador é mais intensa que em função da variação nos pólos. Isso pode ser devido a radiação coronal ionizando a linha do He II. Essa linha se forma a partir de uma fina casca de Hélio no disco solar e é opticamente espessa.

Para entender o que é uma linha opticamente espessa, a equação do fluxo de energia radiante por unidade de freqüência, por unidade de ângulo sólido, passando através por uma superfície perpendicular à direção de propagação é dada por:

$$I_\nu(\tau_\nu) = S_\nu(1 - e^{-\tau_\nu}) \quad (3.1)$$

onde τ é a opacidade óptica ao longo da linha de visada e os parâmetros que controlam a emissão / absorção são homogêneos. $\tau_\nu = \int k_\nu ds$, com k_ν como absorção do meio. S_ν é a função fonte que é a razão da emissividade pela absorção do meio. A condição para a linha ser opticamente espessa ocorre quando $\tau >> 1$. Nesse caso a equação acima é reduzida a

$$I_\nu \sim S_\nu, \quad (3.2)$$

sendo assim, a intensidade observada dependerá apenas da função fonte, quer dizer que a emissão que se observa vem de uma única camada fina do emissor, não importando a sua profundidade.

Auchere (2000) detalha os efeitos da mistura da linha coronal de Si XI $\lambda 303,3 \text{ \AA}$ no filtro de 304 \AA do telescópio EIT. A área efetiva de cada quadrante da lente (que é o produto da refletividade do espelho, das transmissões dos filtros e da área de 13 cm^2 de cada quadrante) é mostrada na figura 3.5; podemos ver que a banda passante para a linha do He é muito larga, sendo difícil a não influência de outros elementos. Na figura 3.6 vemos espectros obtidos pelo instrumento SERTS em duas posições do disco, sobre uma região calma e sobre uma região ativa. No Sol calmo, (espectro 2D superior da figura) a linha do He II é a única observada. Acima de uma RA (espectro 2D inferior) linhas colisionais formadas a $T > 10^6 K$ são observadas também. Em particular notamos a presença da linha do Si XI com uma amplitude relativa à linha do He II de 20 %. Este efeito também é esperado no limbo solar.

3.2 Linha do Fe IX,X

As linhas do Ferro são observadas também pelo instrumento EIT, nos comprimentos de onda 171 \AA , 195 \AA e 284 \AA . A linha do Fe IX,X $\lambda 171 \text{ \AA}$ foi utilizada no nosso trabalho por se formar a uma altura compatível com a baixa coroa/topo da RT. Essa linha é chamada de Fe IX,X porque possui duas linhas muito intensas e praticamente indistinguíveis entre si (Cowan e Peacock, 1965), a linha do Fe IX $\lambda 171,06 \text{ \AA}$ e Fe X $\lambda 170,56 \text{ \AA}$ (figura 3.7). O gráfico da figura 3.5 mostra que a área

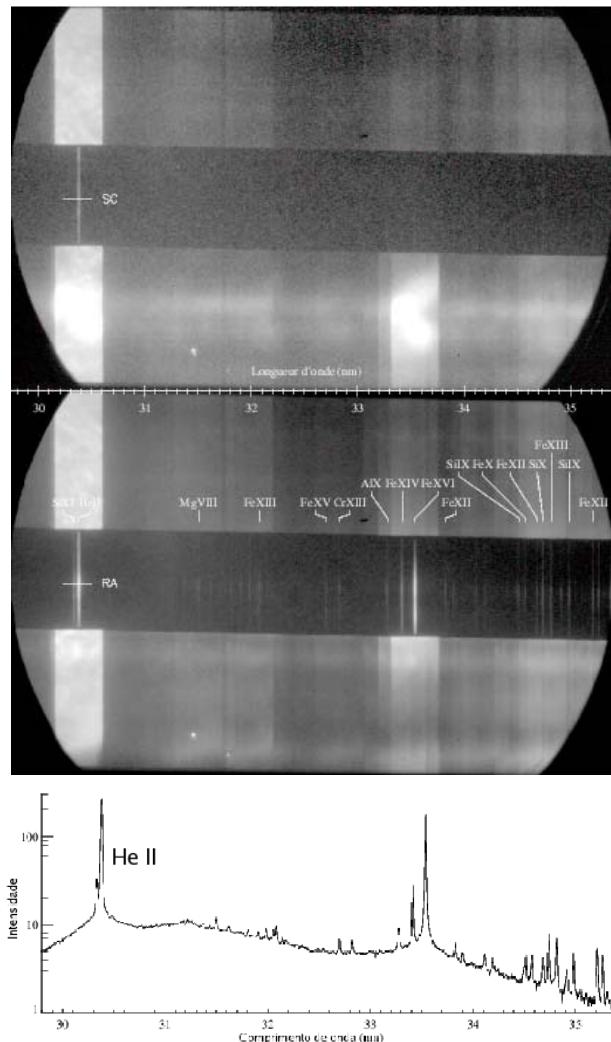


FIGURA 3.6 - Espectro obtido pelo SERTS de uma imagem da linha do He II. São mostrados dois espectros, o primeiro, de uma região calma e o segundo de uma região ativa. O gráfico mostra a intensidade das linhas excitadas na região ativa. Fonte: Auchere (2000)

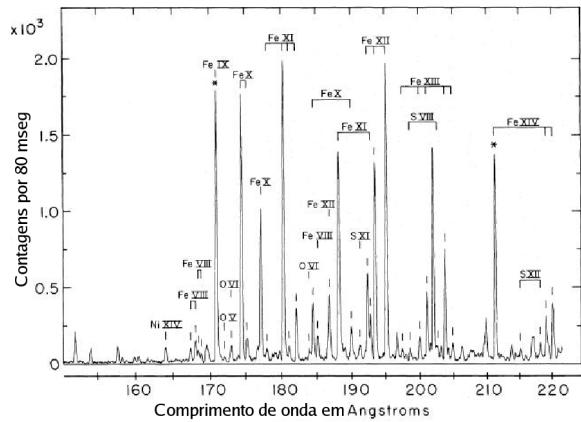


FIGURA 3.7 - Espectro EUV entre 160 - 220 Å. O eixo das ordenadas é o fluxo observado em contagens a cada 80 mseg. O "*"sobre algumas linhas significa que o fluxo observado é ligeiramente maior que o teórico. Fonte: Malinovsky e Heroux (1973)

efetiva para a linha do Fe IX,X é bem centrada nesse comprimento de onda, não tendo influência de mais linhas.

Como a maioria das linhas coronais do EUV, as linhas do Fe IX,X são opticamente finas, isso quer dizer que $\tau \ll 1$. Utilizando a equação 3.1, vemos que, para a condição opticamente fina,

$$I_\nu \sim S_\nu \tau_\nu \approx \frac{j_\nu}{\kappa_\nu} \kappa_\nu s = j_\nu s, \quad (3.3)$$

ou seja, no caso opticamente fino, a intensidade observada depende da emissividade da fonte e de sua espessura. Quanto maior a coluna de material emissor, maior será a intensidade observada. Este efeito claramente cria um anel de abrillantamento.

3.3 Calibragem

O telescópio foi testado e calibrado no observatório de Orsay (Delaboudiniere *et al.*, 1995). Nos procedimentos de calibragem foram testados todos os filtros, refletividade dos espelhos e as comparações das primeiras observações em 1996 com os valores preditos estão de acordo, confirmando a calibragem feita em terra. Juntamente com a calibragem é necessário fazer outras correções nas imagens derivadas da própria aquisição da imagem. Para fazer essa calibragem são usados alguns programas e imagens de calibração. Através desse processo são realizadas correções de “Flat Field”,

“Dark current”, “degridding”, normalização de filtro, correção do tempo de exposição, correção de resposta e “backeouts”:

- “Flat Field” - As diferenças nos ganhos dos fotodetectores do CCD podem causar aumento de brilho em alguns pontos do CCD, gerando brilhos artificiais nas imagens. A correção de Flat Field compensa a diferença no ganho dos fotodetectores através de uma imagem de calibração. Houveram quatro oportunidades para a calibragem do EIT, uma antes do telescópio ser lançado, uma com o lançamento de um foguete com o único objetivo de calibrar o EIT (de fato havia um outro instrumento idêntico ao EIT dentro desse foguete) e mais duas entre 1997 e 1998 em uma campanha para calibrar diversos instrumentos do SoHO. Tais observações foram importantes não só para a obtenção de um “flat field” mais preciso, como também para determinar a curva de degradação do telescópio. Os dados necessários para a correção das imagens são computados regularmente a partir de imagens chamadas “calibration lamps”.
- “Dark current” - É uma corrente de fuga que flui sobre o fotodetector quando não há radiação incidente e tensões de operação são aplicadas. Em sistemas cuja temperatura de operação são muito baixas, essas correntes representam uma grande fonte de ruído e precisam ser eliminadas. Os CCDs mais modernos já possuem especificações de “dark current”.
- “Degridding” - O filtro de alumínio localizado perto do plano focal do telescópio cria uma espécie de sombra no detector CCD que forma uma grade de brilho nas imagens.
- “Filter normalization” - é a correção do fluxo EUV absorvido pelos filtros. Cada filtro Al+1, AL+2 possui características de absorção diferentes para cada linha.
- Normalização temporal - o fluxo é normalizado pelo tempo de exposição para que todas as imagens, por exemplo λ 304 Å, estejam normalizadas ao equivalente a 100 segundos de tempo de exposição.
- “Response correction” - devido à exposição ao fluxo ultravioleta, há uma degradação do CCD. Essa degradação é do tipo exponencial e a constante temporal é da ordem de 210 dias. Para reverter esse decaimento, é ligado um aquecedor interno a 18 C. Esse procedimento é feito a cada 85 dias,

devido à redução do tempo de queda do fluxo. O modelo exponencial é incorporado ao programa de normalização das imagens.

- “Backeouts” - Os “backeouts” são “pedaços” danificados da imagem. A transmissão dos dados do EIT para a Terra é feita em blocos de 32x32 pixels por vez, os backeouts ocorrem pela falha de comunicação do satélite com a Terra. São aplicadas rotinas para se obter uma aproximação da forma da emissão ultravioleta da região danificada através das imagens de calibração.

Outro fator importante de degradação da imagem é a chamada Luz difusa (ou “Stray Light”). A luz difusa é o espalhamento de luz que pode ocorrer por causa da óptica dos espelhos e “contaminar” estruturas menos brilhantes, buracos coronais ou o limbo. Acredita-se que essa contaminação siga um padrão e possa ser corrigido, mas apenas Artzner *et al.* (1999) fez uma medição dessa luz difusa através do trânsito de Mercúrio de 1999. Nesse caso, o planeta possui uma atmosfera muito tênu, a qual não apresentaria nenhum tipo de difusão de luz natural, portanto, a contaminação de ultravioleta presente na imagem do planeta é resultado de uma luz difusa. Esse é um fator importante mas mesmo assim não influi na medição do raio.

3.4 O “Plate Scale” do EIT

O “plate scale” é a razão entre a distância focal e o diâmetro do espelho. Também pode ser definida como o valor de cada “pixel” em segundos de arco.

A medida precisa do “plate scale” é imprescindível para a determinação absoluta do raio solar. Foram feitos cálculos baseados na óptica do instrumento resultando em um valor de $2,622'' \text{ pixel}^{-1}$. Após o primeiro foguete de calibragem, esse valor foi alterado para $2,629'' \text{ pixel}^{-1}$. Contudo, outros trabalhos sugerem um valor menor que o último.

Artzner *et al.* (1999) refizeram o cálculo teórico do “plate scale” e encontraram um valor de $(2,627 \pm 0,001)'' \text{ pixel}^{-1}$. Auchère *et al.* (2000) utilizaram imagens do telescópio MDI e EIT para calibrar o EIT e, dependendo do valor do raio fotosférico

adotado, o plate scale fica entre $2,627'' pixel^{-1}$ e $2,629'' pixel^{-1}$. O último trabalho com esse objetivo é de Auchère e Artzner (2004) que utiliza o trânsito de Mercúrio para fazer a calibragem e o valor medido é de $(2,627 \pm 0,001)' pixel^{-1}$. Esse último é o valor adotado neste trabalho.

3.4.1 Determinação do “Plate Scale” Durante o Trânsito de Mercúrio de 2003

Há uma discrepância nos valores do “plate-scale” do EIT presentes no cabeçalho das imagens. Durante o período de 2001,5 até meados de 2004, o valor do plate scale foi arredondado para $2,63''$, ao invés do valor padrão $2,629''$. Isso ocasionou uma diferença de até $4''$ nos valores do raio medidos (Figura 3.8). O valor teórico encontrado não corresponde aos valores encontrados no cabeçalho das imagens, e os artigos com calibrações mencionados antes não cobrem o período em que houve essa diferença. Resolvemos estudar o plate scale do EIT através do trânsito de Mercúrio que ocorreu em 7 de maio de 2003. Tentamos utilizar, também, o trânsito de Vênus de 2004, mas infelizmente o planeta passou muito abaixo do Sol e o telescópio não o observou de maneira satisfatória.

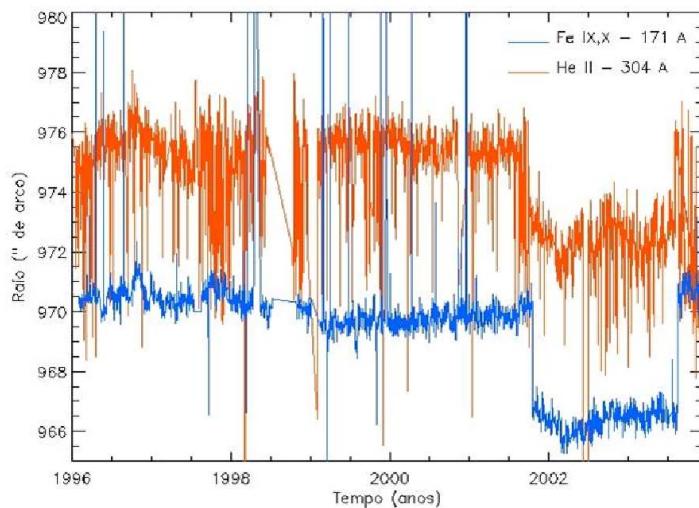


FIGURA 3.8 - As séries temporais mostram o raio solar para as linhas do He II (vermelho) e do Fe IX,X (em azul). O “offset” de $4''$ no período entre 2001 e 2004 é devido à variação do valor do “plate scale” do EIT de $2,629''$ para $2,63''$.

Para a análise do trânsito de Mercúrio nós salvamos em disco local as imagens correspondentes ao período do trânsito. Cada imagem tem resolução 1024x128 pixels referentes apenas ao local onde passa o planeta (Figura 3.9), o tempo de integração é maior do que o normalmente usado para cada imagem e há uma troca na linha espectral observada a cada cinco imagens, mas nenhum desses fatores deve, a princípio, alterar o valor do pixel (“plate scale”). O objetivo desta análise é calcular a distância percorrida pelo planeta em segundos de arco e relacionar com a distância medida em pixels.

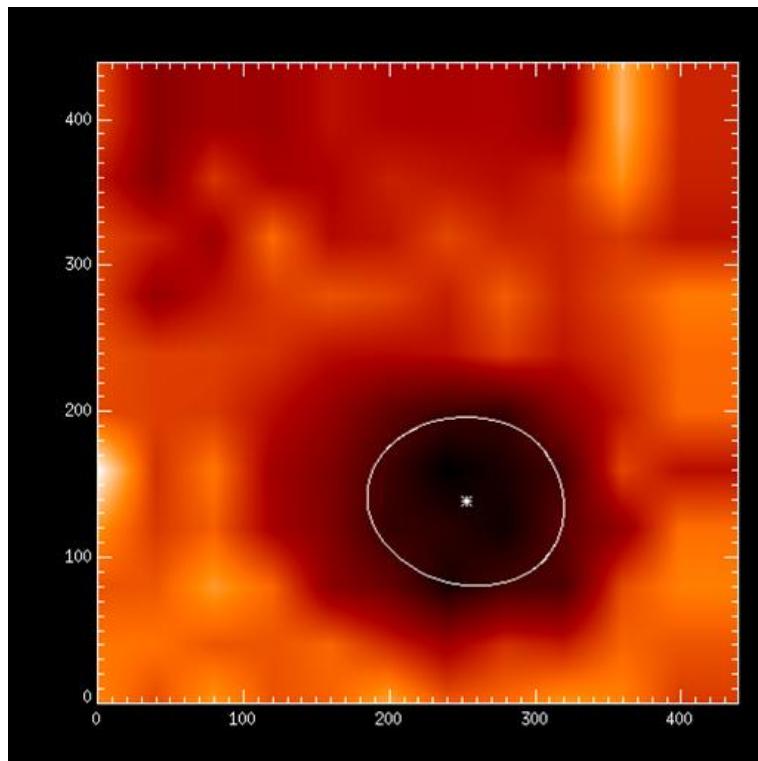


FIGURA 3.9 - Imagem do trânsito de Mercúrio de 7 de maio de 2003. A imagem está aumentada para centrar o planeta. Nota-se a forma oval do planeta e a linha branca é o ajuste de seu limbo, sendo o “+” seu centro.

A metodologia utilizada consiste em isolar a área do planeta e calcular o seu centro. Os parâmetros iniciais da localização do centro do planeta foram obtidos interativamente, isto é, determinado pelo usuário. Ajustamos uma reta aos valores de centro obtidos e extraímos matrizes de 11x11 pixels. Localizar o centro é difícil e constitui a principal fonte de erros nas medidas. Em algumas linhas, como a linha do He II e do Fe IX, x as estruturas presentes no disco são da mesma intensidade

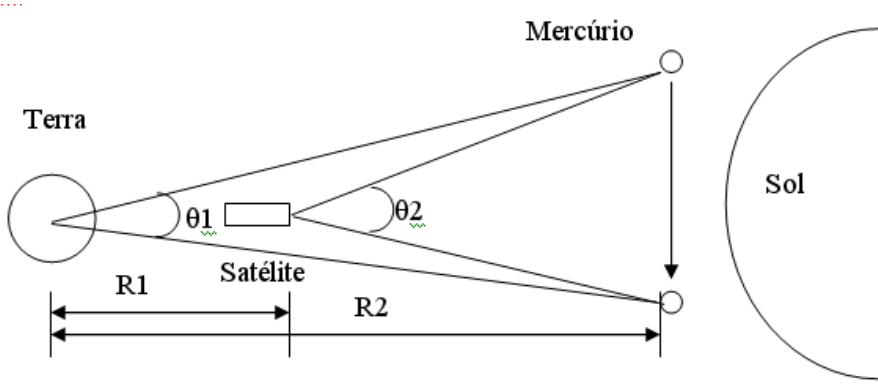


FIGURA 3.10 - Diagrama esquemático do trânsito de Mercúrio de 2003. A figura é apenas representativa, o objetivo é mostrar a relação de distâncias entre os três elementos: Terra, satélite e Mercúrio.

e tamanho do planeta, essas estruturas comprometem a localização precisa do centro. Após localizarmos o planeta, ajustamos uma circunferência a 50% do brilho observado e localizamos seu centro. O efeito que não levamos em consideração nessa etapa é a forma quase oval do planeta devido ao tempo de integração da imagem; em torno de 1 minuto.

A Figura 3.10 apresenta o esquema para a seguinte relação entre ângulos e distâncias.

$$\frac{R2}{R2 - R1} \simeq \frac{\theta2}{\theta1} . \quad (3.4)$$

onde:

$R2$ = distância Terra-Mercúrio

$R1$ = distância Satélite-Mercúrio = dist. Terra-Mercúrio - dist. Terra-Satélite

Obtivemos como resultado o “plate-scale” de $(2,7 \pm 0,4)'' pixel^{-1}$. Dentro das incertezas das medições, nosso resultado está de acordo com o da literatura (Auchère e Artzner, 2004). Porém dada a maior de incerteza de nossas determinações, optamos por continuar usando o valor publicado na literatura, considerando que não houve qualquer mudança.

CAPÍTULO 4

MEDIÇÃO DO RAIo EUV

A parte central deste trabalho consistiu na obtenção do raio solar no EUV através de imagens do EIT nas bandas centradas em He II λ 304 Å e Fe IX,X λ 171 Å. Neste capítulo explicamos em detalhes o processo de obtenção do raio e discutimos as suas incertezas.

Montamos um banco de dados com imagens das linhas do He II e Fe IX,X. Para fazer o “download” dos arquivos, utilizamos o catálogo eletrônico da própria página eletrônica do projeto do EIT (disponível em: umbra.nascom.nasa.gov/eit/eit-catalog.html). O catálogo oferece a possibilidade de escolha de data, tamanho da imagem, comprimento de onda, filtro utilizado, entre outras coisas. Adquirimos imagens diárias de tamanho 1024x1024, de 1996 até o final de 2004. Não houve nenhum processo de pré ou pós seleção para eliminar imagens com defeito (vide fig. 4.1). Tomamos o cuidado de escolher imagens de mesmo filtro e tempos de exposição da ordem de 7,5 segundos para as imagens do Fe e 32,5 s para as imagens do He. Obtivemos então mais de 2800 imagens, porém não conseguimos exatamente uma imagem por dia por coerência no banco de dados.

Para iniciar a análise dos dados é preciso aplicar correções nas imagens a partir dos programas fornecidos pelo próprio grupo do EIT que acompanham o pacote “solar

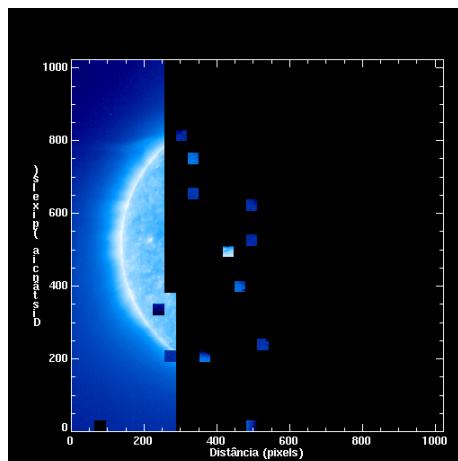


FIGURA 4.1 - Exemplo do imagem defeituosa do EIT criada durante o processo de transmissão dos dados para a Terra.

soft” (Newmark, 1999). A rotina “eit_prep” requer imagens de calibração que podem ser obtidas no mesmo lugar que as imagens utilizadas no trabalho e a sua função é aplicar correções de “flat field”, “dark current”, “degridding”, “filter normalization”, tempo de exposição, resposta e “backouts” nas imagens. Utilizamos a linguagem de programação IDL para rodar o “solar soft” e todos os outros programas necessários para o cálculo do raio solar.

Após a calibragem das imagens iniciamos a análise de métodos para a determinação do limbo. Como dito anteriormente, não existem muitos telescópios ou imageadores disponíveis para a análise do raio. Os métodos utilizados nos poucos trabalhos existentes serão descritos a seguir.

4.1 Metade da Intensidade do Sol Calmo

O Sol calmo é a região do disco solar que não apresenta sinais de atividade e representa a atmosfera solar não perturbada pelas regiões ativas. A maior área do disco solar corresponde ao Sol calmo. Chamamos I_{sol} ao valor do brilho solar calmo e $I_{\text{céu}}$ o valor do brilho do céu. Assim, o limbo solar é a região da imagem onde o brilho tem o valor,

$$I_{50} = \frac{I_{\text{sol}} + I_{\text{céu}}}{2} . \quad (4.1)$$

Este método pode ser aplicado com sucesso apenas para perfis em que o limbo seja determinado por uma função semelhante à função de Heavyside com um brilho de Sol calmo bem definido.

Na Figura 4.2 vemos um corte diametral a 0° (equador solar) para uma imagem em 17 GHz. Nessa imagem é clara a aplicação e funcionalidade do método. O nível de Sol calmo é bem determinado assim como o nível do céu, metade da intensidade entre Sol calmo e céu determina o limbo muito bem. Como a variação entre Sol e céu é brusca, então pequenos erros na determinação do Sol calmo ou do céu não irão resultar em erros grandes no valor do raio.

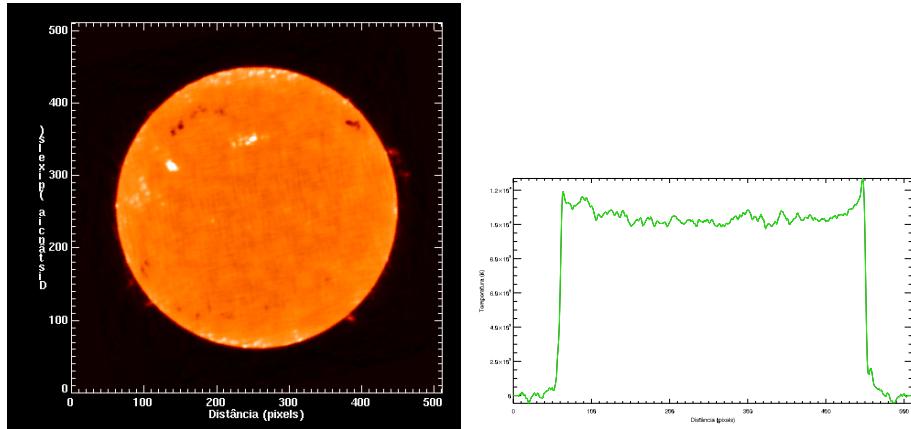


FIGURA 4.2 - À esquerda uma imagem do Sol em 17 GHz do dia 13/06/1997, à direita, um perfil dessa imagem a 0° .

Esse procedimento foi aplicado em uma imagem de cada comprimento de onda EUV. Desenvolvemos um programa para centralizar as imagens no meio da matriz de 1024x1024 e fazer cortes diametais na imagem a cada $0,5^\circ$. Através desses cortes é possível observar o anel de brilho nas duas linhas e as diversas estruturas na borda do Sol. A determinação do Sol calmo não é simples quando estruturas espaciais de escalas e intensidades diferentes permeiam todo o disco solar. No caso de imagens da cromosfera / RT em He II (Figura 3.1d), podemos ver que o nível de Sol calmo não pode ser bem determinado devido à grande quantidade de estruturas de intensidade e tamanho diferentes. Além disso, a distribuição de intensidade na borda das imagens do EIT mostra um halo de luz difusa, provavelmente criado pela coroa em expansão. Na imagem 4.3 vemos como a determinação do raio a 50% difere bastante do raio a 60% a diferença é de aproximadamente $8''$ e varia bastante de limbo para limbo.

4.2 Ponto de Inflexão

Em algumas bandas do espectro o Sol pode ser considerado um disco de brilho homogêneo sobreposto a um fundo de brilho muito tenué que é o céu. Neste caso, cada corte diametral pode ser representado por uma função de Heavyside. Porém, na prática as observações são a convolução do feixe do instrumento (point spread function - PSF) com distribuição de brilho do Sol. Quando a PSF pode ser considerada uma função δ de Dirac e o limbo solar uma Heavyside, podemos aplicar

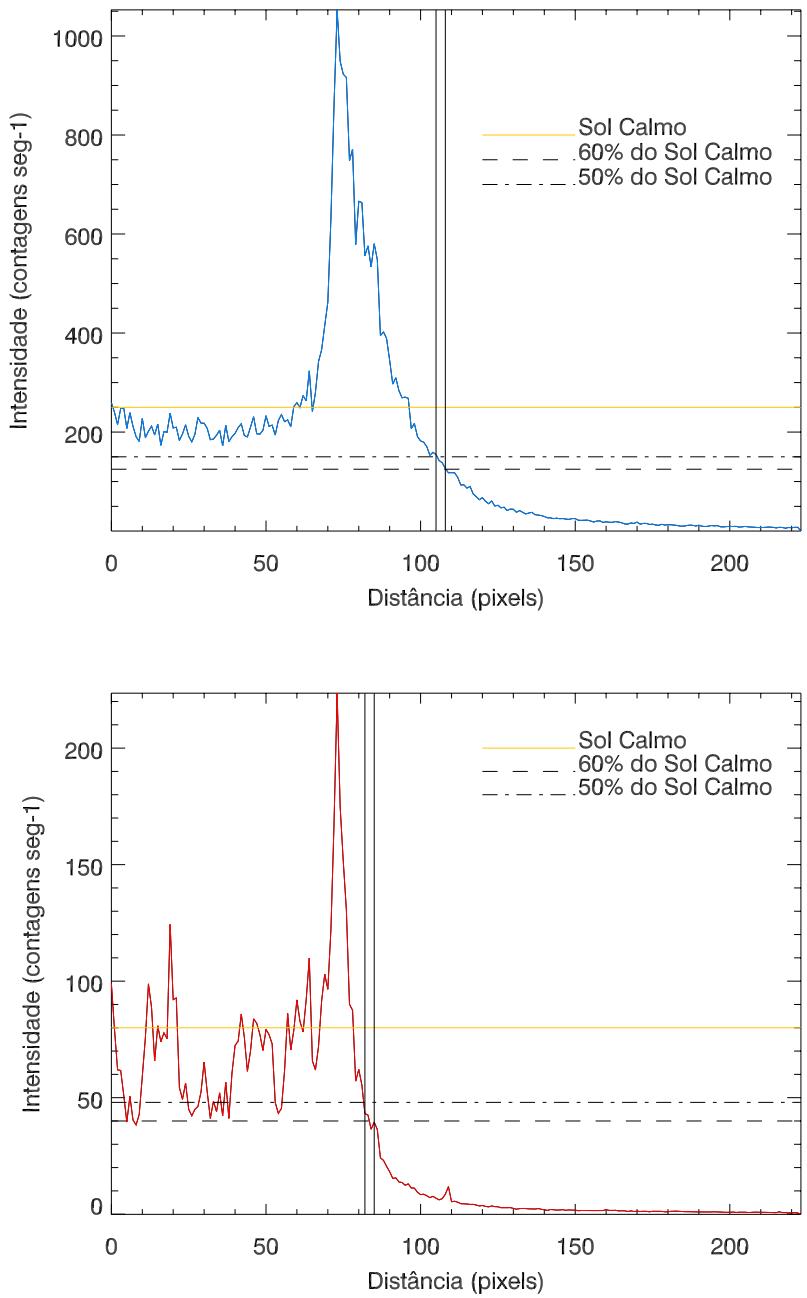


FIGURA 4.3 - Acima - Limbo do Sol observado com o filtro do Fe IX,X. As linhas verticais indicam a estimativa do Sol calmo e as determinações a 50% e 60 %. Abaixo - Idem para o limbo observado com o filtro de He II.

esta metodologia. A derivada resultante desta convolução no limbo é contínua e tem seu máximo no ponto de transição da função de Heavyside. A transição do brilho do disco solar para o brilho do céu (nossa definição de limbo) é uma função de gradiente grande mas não infinito como é o caso da função de Heavyside. A derivada é uma função tipo impulsiva, cujo máximo / mínimo indica o ponto de inflexão do limbo.

A derivada do corte da imagem em 17 GHz (Figura 4.4) mostra que os pontos de variação máxima na intensidade, que ocorrem no limbo, são bem determinados pelos pontos de inflexão.

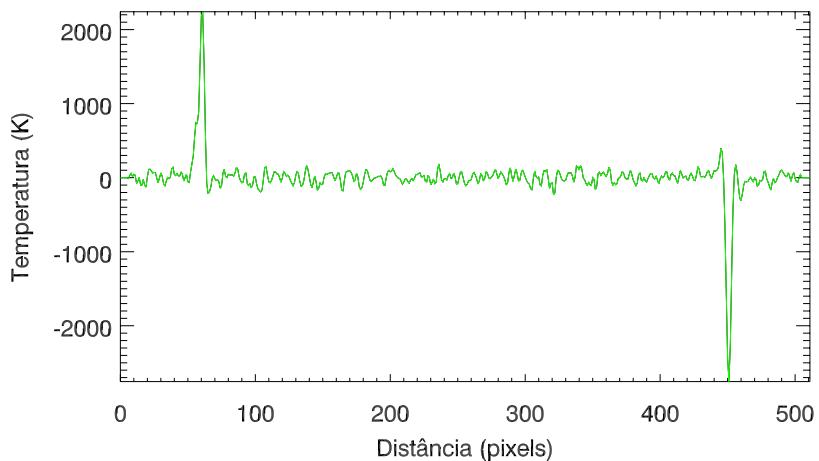


FIGURA 4.4 - Derivada do corte diametral a 0° de uma imagem do Nobeyama Radio Heliograph em 17 GHz

Utilizando a derivada em um perfil de uma imagem de He II (Figura 4.5) não conseguimos obter nenhum ponto único de inflexão que identifique o limbo na região onde ele é esperado. A razão é muito simples: a variação de brilho nas linhas que estamos trabalhando para as estruturas que compõem o limbo nestas linhas é muito grande produzindo muitos pontos de inflexão tão ou mais importantes quanto o esperado para o limbo.

O mesmo procedimento foi aplicado para as imagens do Fe IX,X e revela dois

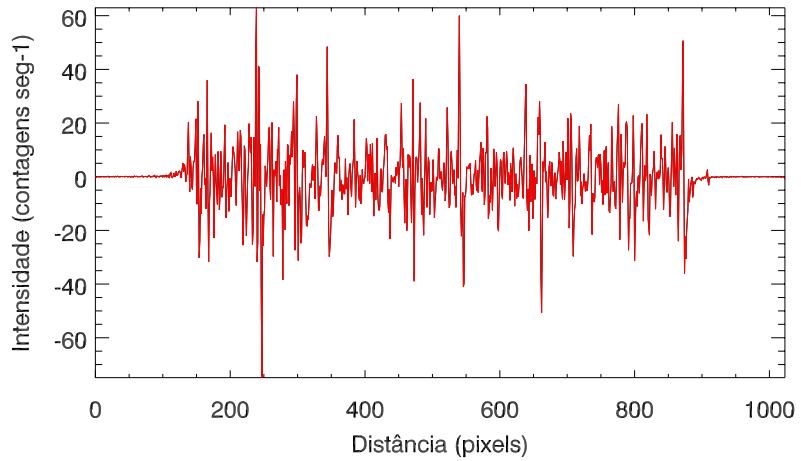


FIGURA 4.5 - Derivada do corte diametral a 0° de uma imagem do EIT na linha do He II

pontos de inflexão em cada borda. Isso ocorre por causa do anel de abrillantamento bem definido presente nessa linha (conforme a figura 4.6). Mesmo assim, a grande quantidade de ruído não nos possibilitou usar esse método.

4.3 Ajuste de Função ao Perfil de Brilho

Desenvolvemos alguns métodos para medir o raio nessas linhas e nossos melhores resultados vieram do ajuste de uma função empírica à borda do Sol. Como explicado em seção anterior, o máximo do anel de abrillantamento representa o limite da linha observada, portanto a determinação dessa grandeza representa o raio.

O programa EIT_PREP é a primeira rotina utilizada e realiza a calibração das imagens. Essa rotina deveria centralizar as imagens com base em imagens de calibração, contudo, verificamos que esse programa não realiza bem essa tarefa. O nosso primeiro desafio foi encontrar uma maneira eficiente para localizar o centro das imagens. Utilizamos o algorítimo de detecção de bordas de Canny. Essa é considerada a melhor ferramenta de detecção de bordas (maiores informações sobre o algorítimo podem ser encontradas em Green, 2002). Com as imagens centradas na matriz fizemos os cortes diametais para a aplicação das rotinas de busca do raio.

O critério para o cálculo do raio nessas duas linhas parte do requisito da existência

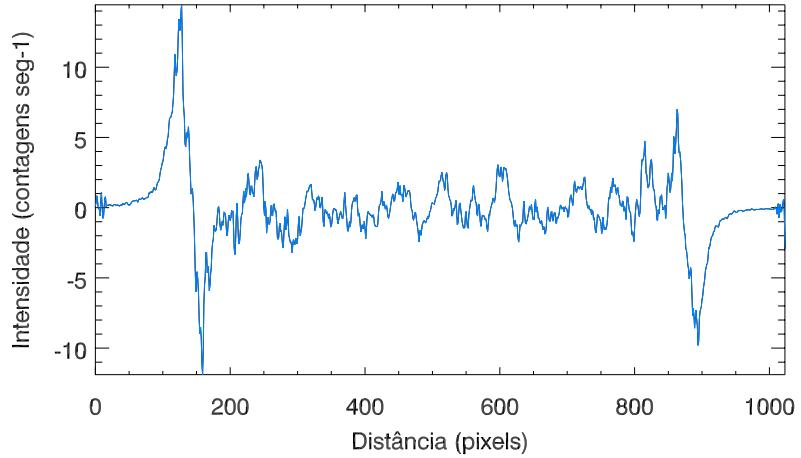


FIGURA 4.6 - Derivada do corte diametral a 45° de uma imagem do EIT na linha do Fe IX,X.

de um anel de abrillantamento e que o máximo de sua intensidade representa o limbo, consequentemente, o raio. A linha do Fe IX, x é opticamente fina. Ela possui um anel de brilho bem pronunciado de acordo com os modelos (Lindsey *et al.*, 1984; Roellig *et al.*, 1991; Mariska e Withbroe, 1975; Withbroe e Mariska, 1976; Elzner, 1976; Withbroe, 1970). Contrariamente, as linhas do He não são bem definidas, o anel de brilho chega a ser da ordem das estruturas do interior do disco ou até apresenta “limb darkening” em algumas latitudes. Isso pode acontecer por essa linha ser opticamente espessa, embora as teorias de formação da linha são controversas ainda (Jordan, 1975; Pietarila e Judge, 2004; Andretta *et al.*, 2003). Por esse motivo estratégias diferentes foram utilizadas para cada linha.

4.4 Fe IX,X

Começamos a desenvolver a rotina de medição do raio pelas imagens do Fe IX, x. Para localizar a posição do máximo de intensidade do anel de abrillantamento desenvolvemos um programa para ajustar uma função aos nossos dados. A rotina de minimização utilizada é a AMOEBA (Press *et al.*, 2002) e a função que melhor representa o limbo da linha do Fe IX,X é:

$$f(x) = a_0 \operatorname{atan}((a_1 - x)a_2) + a_3 + a_4 x^{a_5} e^{-|(x-a_6)a_7|} \quad (4.2)$$

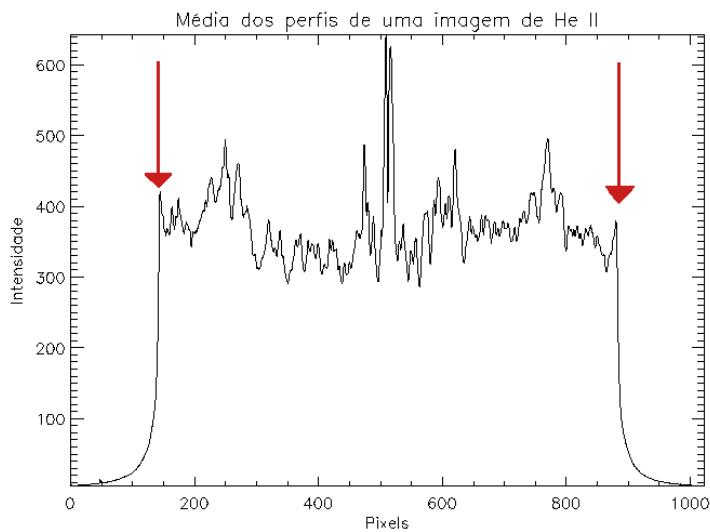


FIGURA 4.7 - Anel de brilho presente na linha do He II. Esse perfil é uma média de todos os perfis de uma imagem.

onde, $a_0, a_1, a_2 \dots a_7$ são os parâmetros livres da equação. Esta função é formada pela adição de um termo que representa o limbo solar, uma constante e o anel através da função “cusp”.

A primeira escolha dos parâmetros iniciais foi totalmente interativa. Esses parâmetros eram utilizados pela rotina de minimização para fazer o ajuste dos demais perfis. A convergência do ajuste falhava muitas vezes. Isso demonstra a grande variabilidade espacial do anel de brilho.

Para resolver esse problema desenvolvemos uma rotina capaz de estimar os parâmetros iniciais para cada perfil segundo os seguintes critérios:

- a_0 - É a média do Sol calmo dividido por um fator 6. Esse fator é baseado em testes que foram feitos com arctangentes. Os fatores a_0 e a_3 estão interligados, pois eles são a amplitude e o offset da função, os dois juntos devem fornecer um mínimo valendo 0 e um máximo da arctangente como o valor do Sol calmo.
- a_1 - É o local onde o anel de brilho varia em intensidade entre 5 e 15% do valor do Sol Calmo. Esse ponto é o centro da função arctangente.
- a_2 - É um valor estipulado e fixo para todas as estimativas iniciais. Vale

0,05.

- a_3 - Interligado com a_0 , ele expressa o quanto de offset é preciso para que o mínimo da arctangente seja 0. A expressão de a_3 é dada por $a_0 * 1,5$.
- a_4 - Este é o parâmetro que envolve mais variáveis. Ele expressa a intensidade da função “cusp” (exponencial na eq. 4.2) multiplicada pelo polinômio. Para calcular este parâmetro, calculamos o terceiro termo da equação 4.2 no ponto de máxima intensidade do perfil. Depois, dividimos esse valor pelo valor do Sol Calmo. Essa é a amplitude utilizada.
- a_5 - Representa a emissão do céu. Vale 3 inicialmente para todos os perfis. Ele não se altera muito de perfil para perfil.
- a_6 - Esse é o parâmetro que indica o local do máximo de intensidade da função ”cusp” e também é a determinação de raio utilizada. Como estimativa inicial, escolhemos o máximo de intensidade do anel de brilho.
- a_7 - Parâmetro fixo, inicialmente, vale 0,1.

O parâmetro a_6 é o mais importante, é a primeira estimativa de localização do máximo do anel de brilho. Se o erro for grande nesse parâmetro a rotina de minimização não retornará um resultado válido. Testamos a funcionalidade do método quando plotamos um diagrama radial de variação do máximo de intensidade do anel sobre a imagem (ver figura 4.8), ali vemos a pequena dispersão das medições indicando que o lugar do máximo do anel de abrillantamento não se altera bruscamente ao longo do limbo.

Depois de selecionados os pontos que representam o limbo, ajustamos uma circunferência a esses pontos, que nos retorna o valor do raio e o desvio padrão do ajuste. Alguns critérios de seleção foram necessários para garantir maior precisão no ajuste da circunferência. Eliminamos:

- a) Todos os pontos cujo raio medido for menor que o raio fotosférico. Obviamente, o raio medido não pode ser menor que o raio fotosférico. Algumas vezes o ajuste da função não converge e os parâmetros de saída da rotina de ajuste são valores completamente errados.
- b) Os pontos que foram medidos acima de 200" do raio fotosférico.

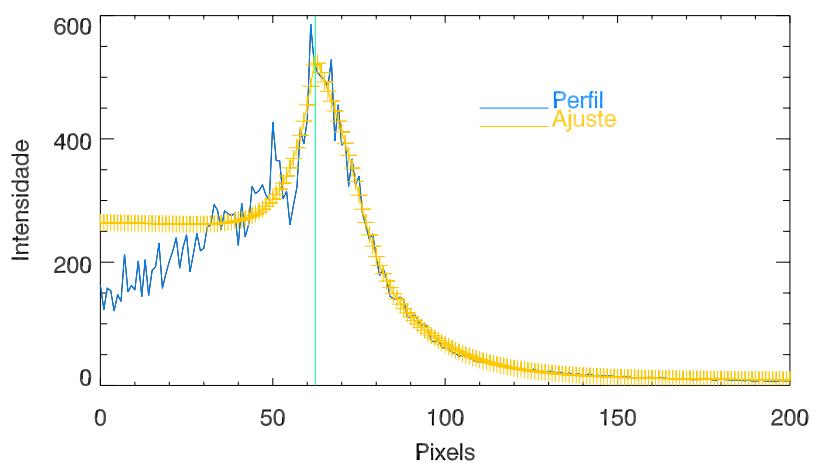
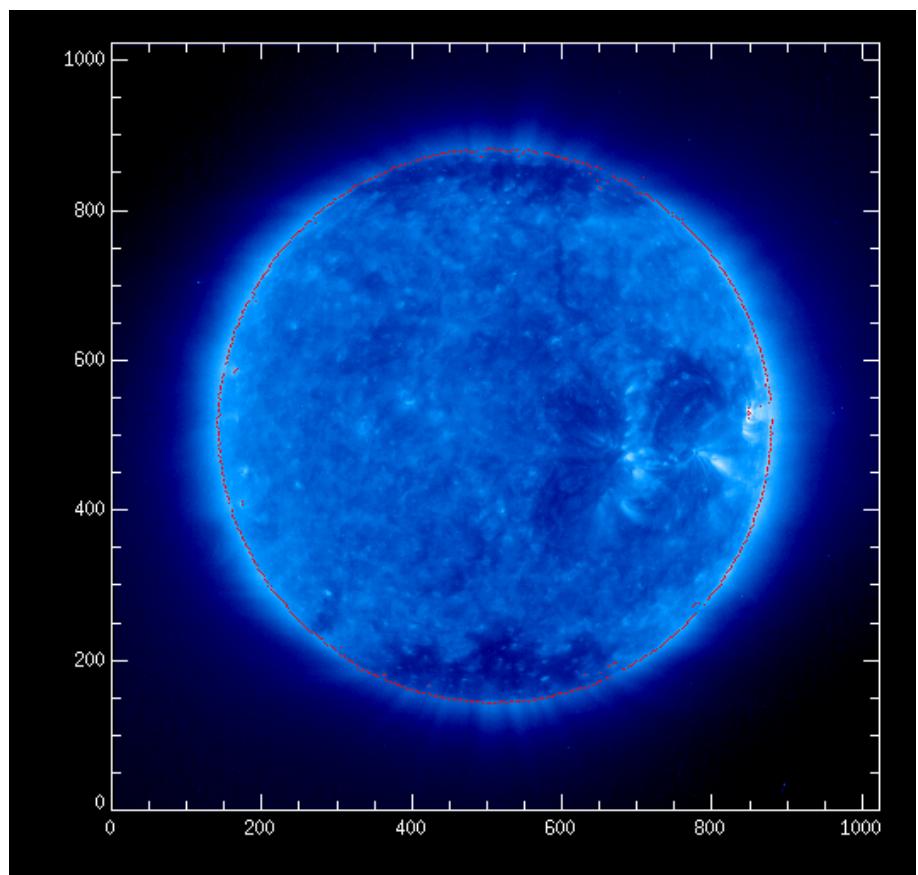


FIGURA 4.8 - Imagem da linha do Fe IX,X, os pontos vermelhos representam a dispersão do máximo de intensidade do anel de brilho encontrados pelo ajuste da função. Abaixo o gráfico mostra como a função ajusta bem o perfil.

c) Todos os pontos acima da média $\pm 1,8\sigma$.

Após a eliminação desses pontos, aproximadamente $2/3$ de todos os pontos foram mantidos.

A série temporal de variação do raio solar apresentava algumas medições incorretas, cujos motivos são, geralmente, imagens com defeitos graves de aquisição e isso prejudica o método que requer que exista uma imagem e que o máximo de intensidade do anel de brilho esteja dentro de um espaço de $260''$ em torno da posição teórica do raio fotosférico. Se a imagem for adquirida com erros (vide fig 4.1) o método falhará, porém a busca manual por essas imagens com defeito é dispendiosa e desnecessária, uma vez que o erro das medidas nessas imagens é muito grande. O critério estatístico (3 acima) garante que esses resultados foram descartados.

Testamos a coerência dos erros das medidas através de testes do método em regiões de brilho igualmente distribuído. Aplicamos o método num anel de $131''$ de largura fora do alcance do limbo coberto por estruturas reais do Sol sem anel de abrillantamento ou variação centro-limbo, com critérios menos seletivos. A figura 4.9 mostra o resultado do teste, os pontos vermelhos indicam o valor de “raio” encontrado e a linha verde mostra a média desse raio. Sendo o erro do tamanho da área considerada, isto nos indica que o método falhou em achar um raio. Nas determinações do limbo, a incerteza fica em torno de $2''$, quer dizer, 1% da largura do anel considerado.

4.5 He II

Nas imagens do He II não é tão simples de observar o anel de abrillantamento. Olhando os perfis de brilho dessa linha vemos um anel muito tênue que as vezes possui a mesma intensidade de estruturas internas do disco solar (figura 4.7). Tirando a média de todos os perfis de uma mesma imagem podemos perceber claramente o anel de brilho, isso porque os erros derivados à todas incertezas produzidas pelas estruturas aleatórias do disco solar tendem a se anular quando fazemos a média.

A função “cusp” não representa bem o perfil do anel de abrillantamento, portanto decidimos buscar outra função para o ajuste, escolhemos uma função gaussiana. Utilizamos a função GAUSSFIT do IDL que adiciona à gaussiana um polinômio de 2^a ordem que representa o limbo.

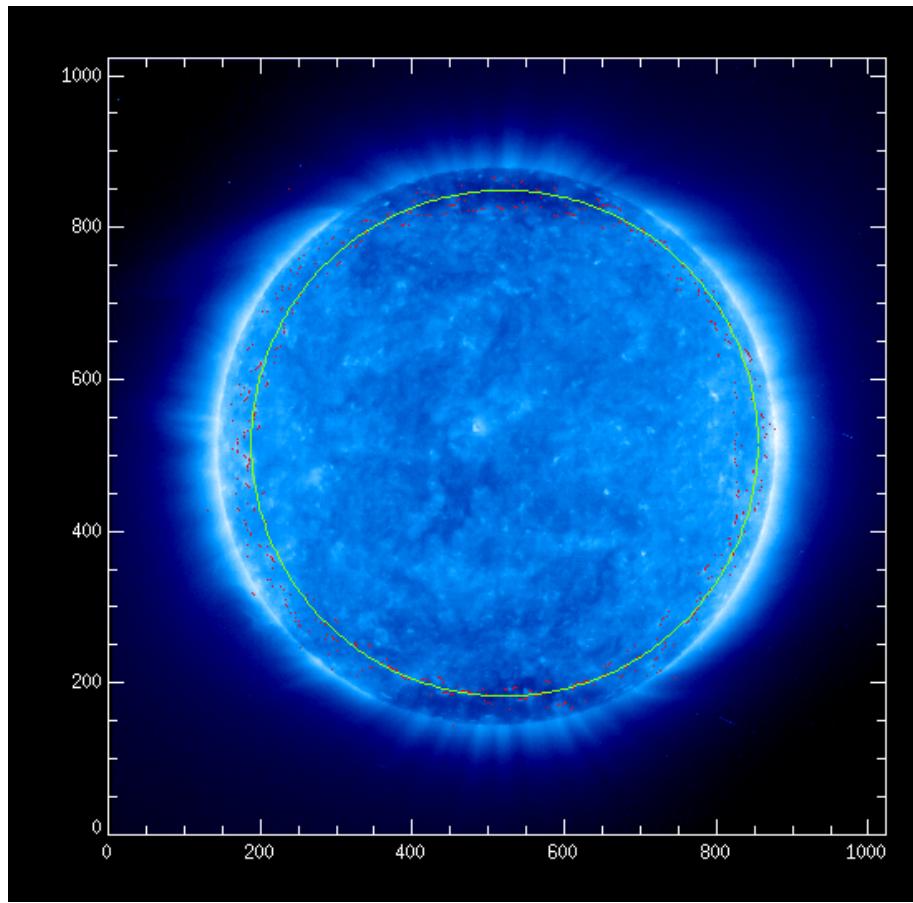


FIGURA 4.9 - Imagem da linha do Fe IX,X, os pontos vermelhos representam a dispersão do máximo de intensidade do anel de brilho encontrados pelo ajuste da função.

A figura 4.10 mostra o ajuste gaussiano a um perfil. Podemos notar na imagem que o máximo da função gaussiana ajustada representa bem a localização do máximo da emissão do anel de brilho. Para os demais perfis também notamos que o ajuste é bom, mesmo para os perfis ruidosos.

A função a ser ajustada é a seguinte:

$$\begin{aligned} z &= \frac{x - a_1}{a_2}, \\ f(x) &= a_0 e^{-\frac{z^2}{2}} + a_3 + a_4 x + a_5 x^2, \end{aligned} \quad (4.3)$$

onde a_0, a_1, \dots, a_5 são os parâmetros livres da equação. A rotina GAUSSFIT possui seus próprios critérios para a escolha dos parâmetros iniciais. Utilizamos apenas

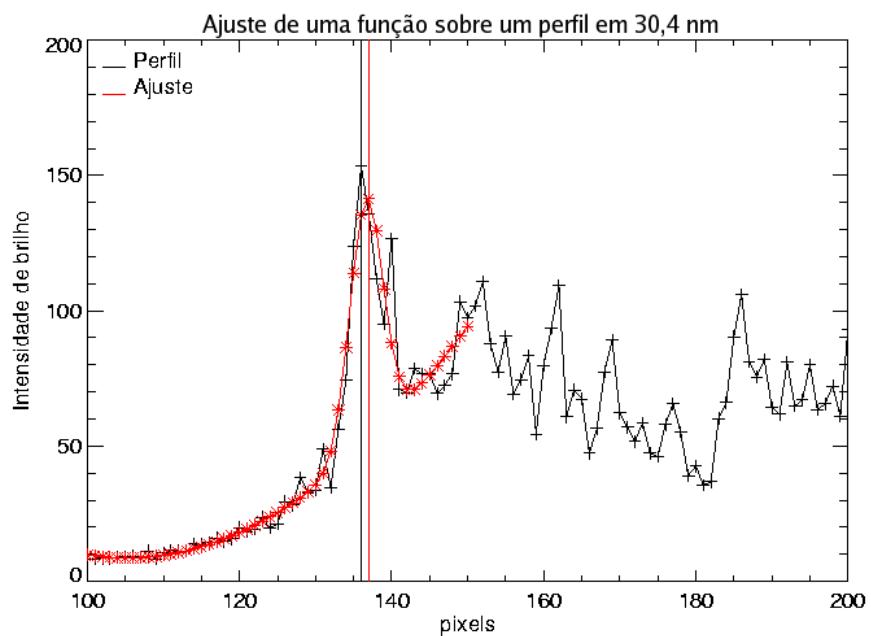


FIGURA 4.10 - Ajuste gaussiânico à um perfil solar a 0° .

os resultados a_1 , como a determinação do raio, e a_0 e a_5 , que, juntos, fornecem a informação da amplitude do anel de brilho.

O ajuste gaussiano procura no arranjo de dados pelos pontos que definem a melhor gaussiana e, nem sempre, a estrutura privilegiada pela rotina corresponde ao anel de brilho. Para filtrar eventuais ruídos nos perfis e enfatizar o anel de brilho fazemos médias de 5 em 5 perfis. Na média, apenas o sinal que representa o anel de brilho é acentuado e a influência das diversas estruturas aleatórias é minimizada.

A etapa seguinte transcorre igualmente para as imagens da linha do Fe IX, x, um ajuste de circunferência aos pontos do limbo encontrados é feito para a determinação do raio. Utilizamos critérios mais robustos para a eliminação de ruído:

- A área que utilizamos na eliminação de pontos errados é mais restrita, eliminamos todos os pontos que são menores que o raio fotosférico e todos os que estão acima de $\sim 100''$.
- Como saída da rotina GAUSSFIT, temos informações do anel de brilho, largura e intensidade. Com esses valores, fizemos a média de todas as larguras e intensidades e eliminamos também todos os valores maiores que

duas vezes o valor da média.

O resultado dessa análise foi uma série temporal mais dispersa que a mesma para a linha do Fe IX, x devido aos motivos supra citados.

4.6 O Abrilhantamento do Limbo Solar

As funções utilizadas para ajustar os anéis de brilho nos permitiram medir tanto a largura quanto a intensidade dos anéis de brilho presentes nas linhas estudadas. Após o ajuste da função reconstruimos o perfil teórico ajustado utilizando os algorítimos de saída da rotina AMOEBA ou GAUSSFIT. A figura 4.11 mostra um exemplo de perfil reconstruído. Definimos como intensidade do anel a medida entre o máximo do anel e o Sol Calmo. A largura do anel é calculada a meia intensidade.

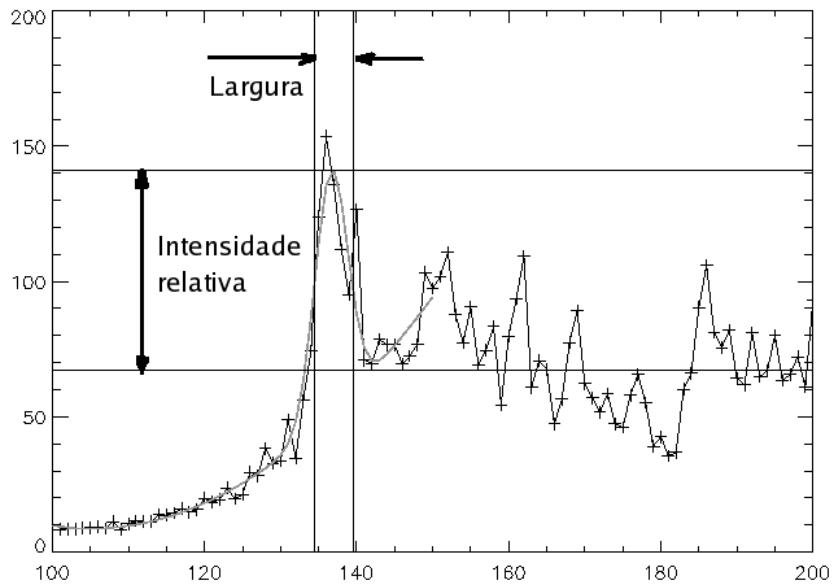


FIGURA 4.11 - Ajuste gaussiano impresso sobre um perfil real de uma imagem de He II, as marcações indicam como medimos a largura e intensidade do anel de brilho.

A observação de várias imagens nos mostra que o anel de abrilhantamento é mais pronunciado na região do equador do que nos pólos para ambas as linhas. Isso pode ser devido a falta de condições para a formação dessa linha nos pólos; menos material significa menor densidade, sendo temperatura e densidade os fatores

determinantes para a formação de uma linha. Contudo esse efeito é observado de maneira diferente no período de máximo de atividade, quando vemos um anel distribuído uniforme pelo disco.

Por causa das diferenças em largura e intensidade do anel observadas nos buracos coronais, calculamos médias em diferentes latitudes (norte, sul, leste e oeste, figura 4.12).

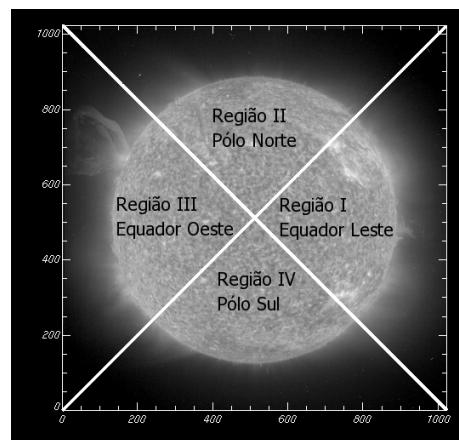


FIGURA 4.12 - Separação de uma imagem de He II em quadrantes. Médias dos pontos referentes a cada quadrante são feitas a fim de aumentar a precisão.

CAPÍTULO 5

ANÁLISE DOS RESULTADOS

A partir dos resultados obtidos no capítulo anterior, obtivemos a média ponderada do raio para cada linha utilizada (tabela 5.1 e Figura 5.1). O resultado obtido para a linha do He II é superior aos valores de modelos de atmosfera solar encontrados na literatura, é menor que o raio obtido para o Fe IX,X respeitando a ordem das camadas atmosféricas. Os modelos semi-empíricos VAL e FAL sugerem a altura da região de transição em aproximadamente 2300 km acima da fotosfera.

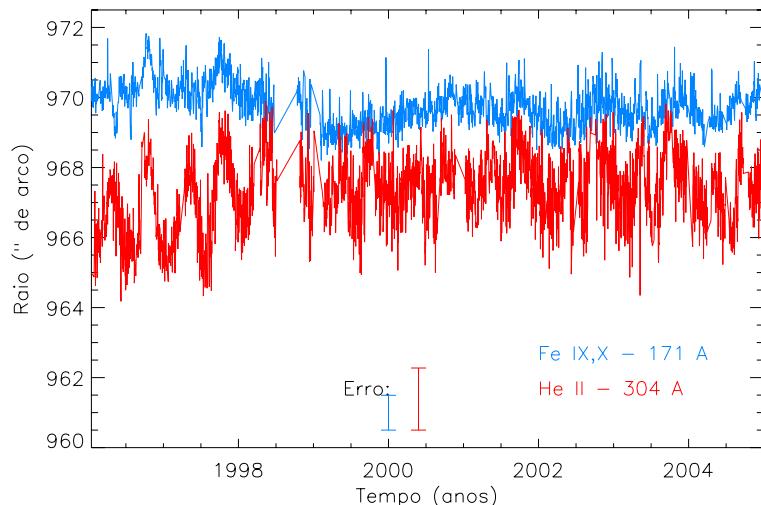


FIGURA 5.1 - Série temporal de variação do raio solar para as linhas do EUV estudadas, em azul a linha do Fe IX,X λ 171 Å e em vermelho a linha do He II λ 304 Å. As barras de erro indicam o erro médio das determinações.

O desvio padrão refere-se à dispersão dos dados ao longo dos oito anos. Os erros maiores para a linha do He refletem o fato que o anel de brilho não é tão intenso quanto na outra linha e o método da gaussiana não é tão eficaz quanto o outro método por não reproduzir exatamente a forma do anel de abrillantamento da linha do He.

No entanto, outras observações indicam que o valor dos modelos poderia não estar correto. Zirin (1996) discute vários aspectos da RT, compara observações em rádio,

Linha	Raio	Dist. acima da Fotosfera
Fe IX, x	(969,75 ± 0,017)"	(7080 ± 12) km
He II	(967,38 ± 0,033)"	(5425 ± 23) km
Fotosfera	(959,68 ± 0,009)"	-

TABELA 5.1 - Valores médios do raio solar para as duas linhas estudadas, o desvio padrão refere-se à dispersão dos valores do raio na série temporal.

$\text{H}\alpha$ e em luz branca (durante eclipses) sugerindo que sua altura é de 5000 km acima da fotosfera. Os motivos físicos de tal discrepância com os modelos teóricos não são explicados pelo autor, porém toda a evidência observational levantada aponta para esse valor. Outros artigos também apresentam resultados conflitantes com os modelos VAL. Selhorst (2003) modela a atmosfera calculando a emissão free-free para 17 GHz, o resultado para a altura da região de transição é de 3500 km. Esse modelo leva em conta a presença de espículas que agem como emissores na borda e deslocam o abrillantamento para fora do disco até mais de 10000 km. A medição do raio feita por Selhorst (2003), Selhorst *et al.* (2003), Selhorst *et al.* (2004) é realizada através do método aqui chamado de "Metade da intensidade do Sol Calmo". Nesse método a presença de espículas na borda da imagem influencia muito a determinação do raio, assim não podemos fazer uma comparação direta dos resultados absolutos, apenas da variabilidade durante o ciclo solar.

É importante ressaltar que nenhum valor da série temporal se aproxima aos valores dos modelos teóricos e que a incerteza garante uma consistência nos resultados. Por outro lado, o raio obtido em imagens do filtro de Fe IX,x mostra um valor compatível com a temperatura de formação de $10^6 K$.

Nas séries temporais, observamos uma anti-correlação do raio na linha do Fe IX,x com a atividade solar, representada aqui pelo número de Wolf. A linha do He apresentou medidas mais dispersas e portanto não conseguimos encontrar variação significativa durante o período de oito anos. Em Selhorst *et al.* (2004) o raio é calculado para diferentes latitudes. Nas latitudes referentes ao equador, o raio varia correlacionado com a atividade solar, já para os polos, o raio varia anti-correlacionado com a atividade solar. A Figura 5.6 mostra as séries temporais obtidas aqui comparadas com os índices de atividade solar e com o raio em 17

	17 GHz	Irradiância	N. Wolf	Fluxo (10,7 cm)
He II	0,14	0,2	0,3	-0,12
Fe IX,X	-0,12	-0,38	-0,43	-0,4

TABELA 5.2 - Correlações entre os resultados obtidos neste trabalho, o raio solar em 17 GHz e índices de atividade solar.

GHz. Os índices de correlação entre as séries temporais estão na tabela 5.2. Lembrando que os índices positivos remetem às correlações e índices negativos são anti-correlações.

Os resultados mostram que a relação entre as nossas medições e a atividade solar é muito pequena. Para a linha do He II a correlação é quase desprezível, portanto, sugerem que não há variação com o ciclo de atividade solar. Porém, os índices de -0,4 para a linha do Fe IX,X indicam uma anti-correlação melhor, devido ao volume grande de dados utilizados para calcular as correlações. Os índices de correlação para os raios em rádio calculados por Selhorst *et al.* (2004) são -0,85, -0,67, -0,5, -0,24, 0,63, para diferentes critérios utilizados no ajuste do raio.

As larguras do anel de brilho para as linhas do Fe IX, X e He II possuem variações que são melhor relacionadas ao ângulo de inclinação do eixo solar (ângulo B). Podemos ver nas figuras 5.2a-d) essas variações. Para as imagens do Fe vemos que essas variações existem somente no período de mínimo de atividade solar, o motivo ainda não é conhecido, porém o erro nas medições durante o máximo de atividade é muito maior que no período de mínimo, isso pode mascarar as variações durante esse período. Para a linha do He II vemos variações bem menores, porém presentes durante todo o período.

Vários períodos (ou ciclos) menores na atividade, são reportados na literatura e compreendem desde alguns dias até centenas de anos. Para estudar essas periodicidades aplicamos uma transformada wavelet (função mãe de morlet, grau 6 - ver Torrence e Compo, 1998) nos dados e obtivemos os períodos expressos nas figuras 5.3, 5.4 e 5.5, correspondentes às linhas do Fe IX,X e He II respectivamente. A linha tracejada indica um nível de significância de 95%. Outros períodos menos significa-

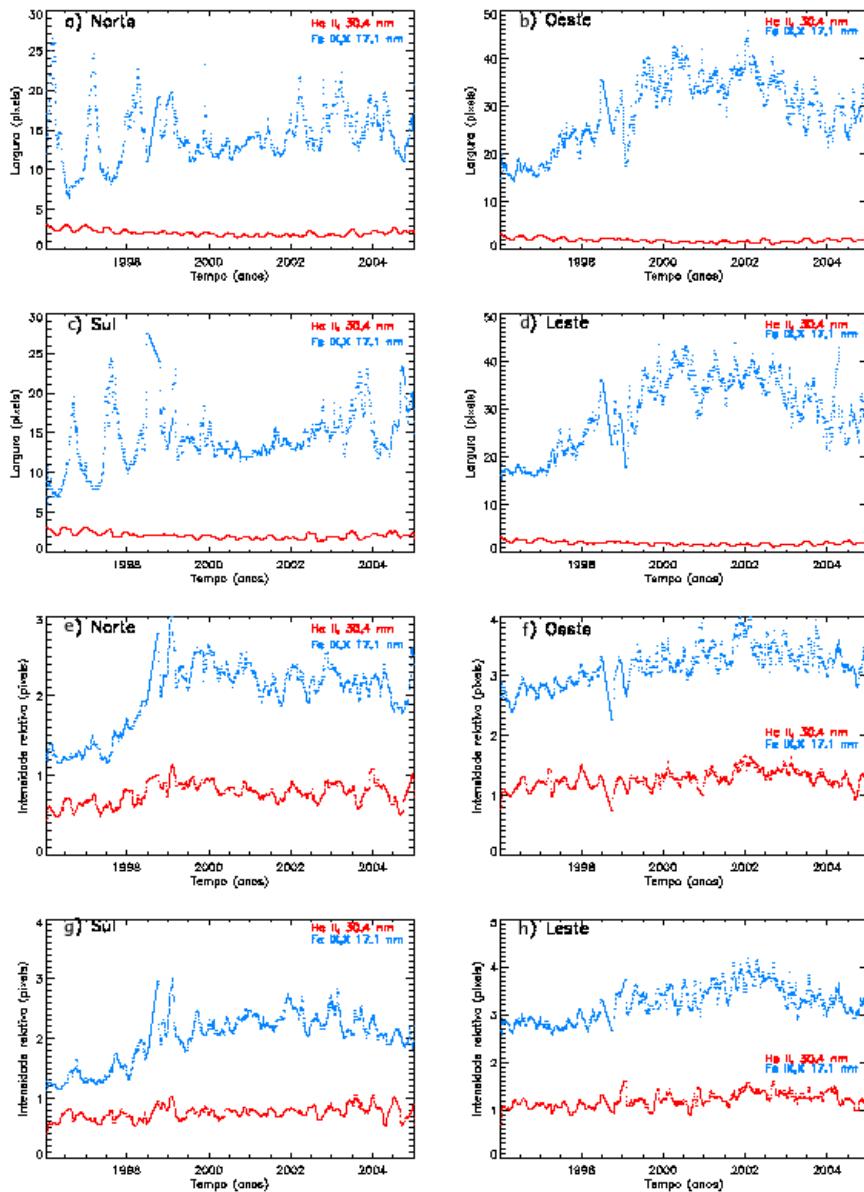


FIGURA 5.2 - Larguras e intensidades do anel de brilho medidos para as duas linhas de EIT estudadas. As imagens de a) até d) mostram as séries temporais das larguras calculadas para as quatro regiões, norte, oeste, sul e leste, respectivamente. As imagens de e) até h) mostram as séries temporais das intensidades calculadas para as quatro regiões, norte, oeste, sul e leste, respectivamente.

tivos também foram estudados pois são amplamente reportados na literatura.

Ajustamos gaussianas aos espectros de potência nos máximos mais significativos para obter maior precisão na determinação dos períodos (Figuras 5.3, 5.4 e 5.5). Com isso obtivemos também uma estimativa da incerteza representado pelo

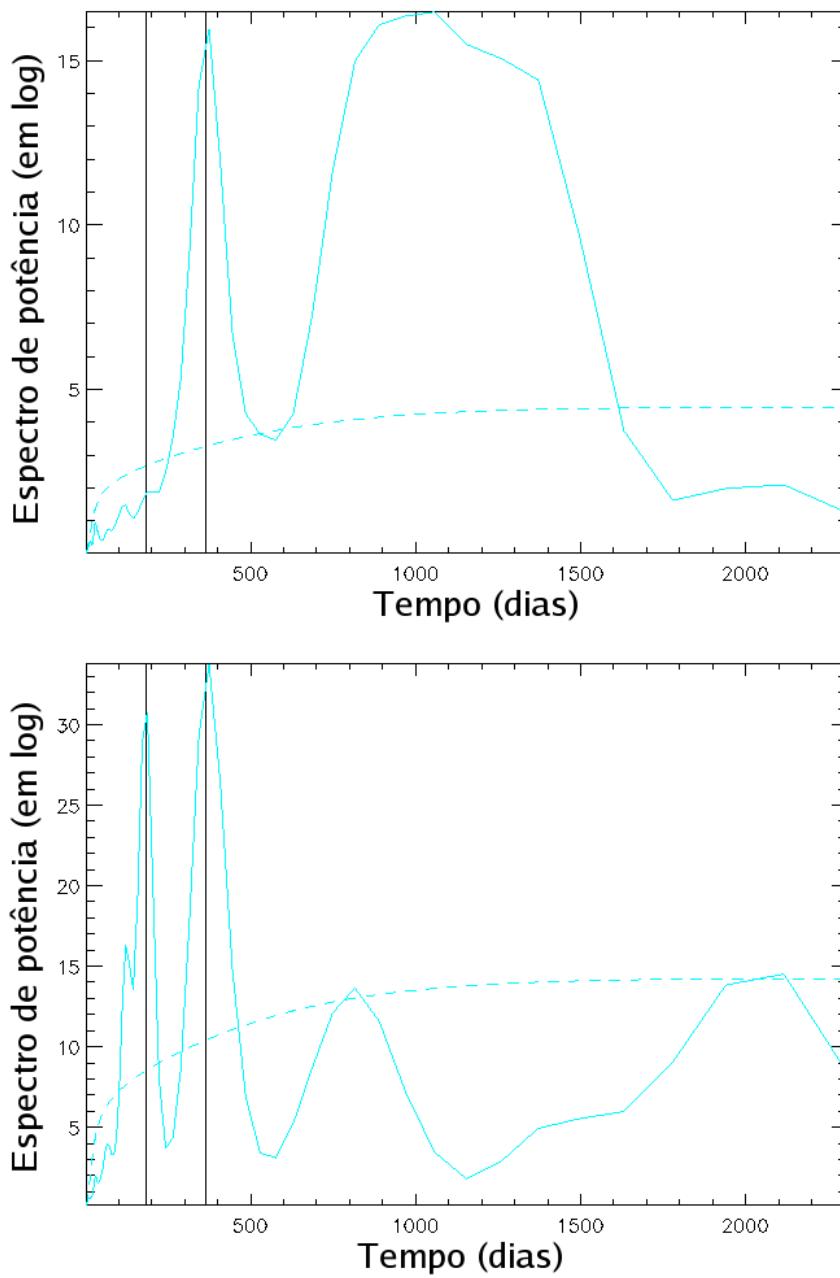


FIGURA 5.3 - Períodos medidos para o raio das linhas do He II e Fe IX,X. Acima: Espectro de potência para a linha do Fe, as marcações horizontais indicam os períodos de 180 e 360 dias, a linha tracejada é o nível de significância do período. Abaixo: idem para a linha do He.

desvio padrão (σ) das gaussianas. Alguns dos períodos estão abaixo da zona de significância, porém são períodos bem definidos e correspondem a valores já publicados por outros autores, como 30, 155, 180, 365 dias, etc (Moussas *et al.*, 2005; Pap *et al.*, 1990; Kane, 2003, entre outros). Também buscamos períodos nos índices de irradiância, n. de Wolf, fluxo em 10,7 cm e no raio em 17 GHz (tabela 5.3).

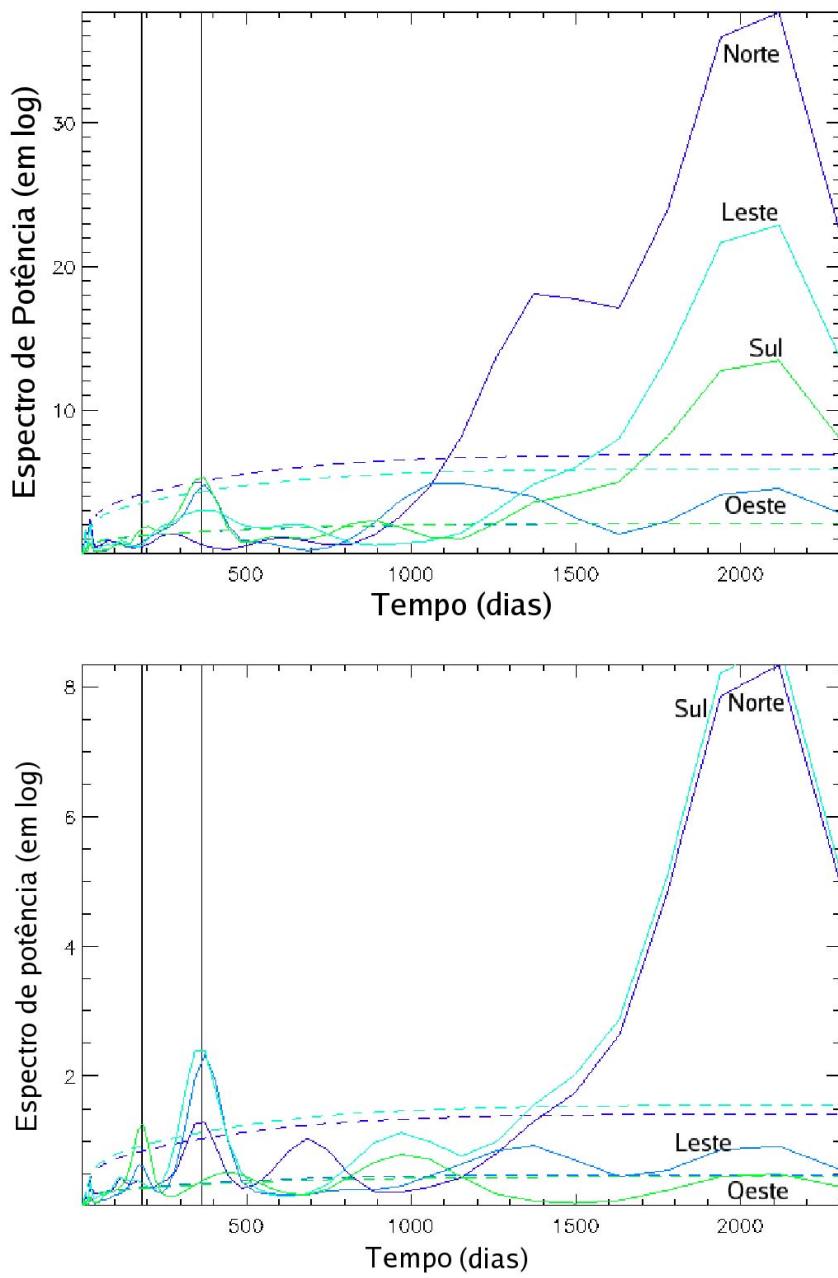


FIGURA 5.4 - Períodos medidos para a intensidade do anel de brilho das linhas do He II e Fe IX,X, dividida em quadrantes. Acima: Espectro de potência para a linha do Fe, as marcações horizontais indicam os períodos de 180 e 360 dias, a linha tracejada é o nível de significância do período. Abaixo: idem para a linha do He.

O período de 30 dias estava presente em ambas as séries e no raio em 17 GHz. Esse período reflete a rotação de 27 dias do disco solar, o aparecimento de manchas e a sua duração por mais de uma rotação fazem com que esse seja um dos mais

Raio (Fe IX,X) Dias	Intensidade (L) Dias	Intensidade (N) Dias	Largura (L) Dias	Largura (N) Dias
$30,3 \pm 6,9$	$8,3 \pm 1,7$	$13,9 \pm 2,2$	$9 \pm 1,4$	$14 \pm 2,2$
$66,1 \pm 19,4$	$12,8 \pm 4,4$	$27,8 \pm 6,4$	$13,9 \pm 2,2$	$27,8 \pm 6,4$
$121,3 \pm 19,3$	$27,8 \pm 17,7$	$111,2 \pm 25,5$	$27,8 \pm 4,4$	200 ± 47
$171,5 \pm 14,2$	$85,8 \pm 60,3$	374 ± 60	288 ± 46	374 ± 60
340 ± 55	290 ± 555	1060 ± 170	686 ± 110	577 ± 92
816 ± 187	686 ± 157	2116 ± 337	970 ± 155	1372 ± 218

Raio (He II) Dias	Intensidade (L) Dias	Intensidade (N) Dias	Largura (L) Dias	Largura (N) Dias
$30,3 \pm 8,9$	$12,8 \pm 1,1$	$30,3 \pm 4,8$	$121,3 \pm 19,3$	$121,3 \pm 19,3$
66 ± 15	$27,8 \pm 6,4$	$171,5 \pm 27,3$	$171,5 \pm 14,2$	$187 \pm 29,8$
$121,3 \pm 19,3$	$111,2 \pm 17,7$	$374 \pm 59,5$	$374 \pm 109,5$	$374 \pm 85,6$
$171,5 \pm 14,2$	$171,5 \pm 27,3$	1258 ± 200	970 ± 154	890 ± 141
$374 \pm 59,5$	343 ± 55	1940 ± 161	1940 ± 310	1940 ± 161
816 ± 130	686 ± 110			

Nº de manchas Dias	Fluxo (10,7 cm) Dias	Irradiância Dias	Raio (17 GHz) Dias
$15,16 \pm 2,41$	$12,75 \pm 4,06$	$25,49 \pm 2,92$	$13,9 \pm 3,18$
$30,31 \pm 4,82$	$30,31 \pm 35,99$	$157,25 \pm 6,94$	$30,31 \pm 4,82$
$85,74 \pm 13,64$	$101,96 \pm 50,04$	$314,5 \pm 23,34$	$78,62 \pm 18$
$132,23 \pm 21,04$	$222,38 \pm 143,97$	$628,99 \pm 50,9$	$121,26 \pm 19,29$
$342,96 \pm 54,57$	$374 \pm 67,7$	$815,7 \pm 85,61$	$187 \pm 42,8$
$628,99 \pm 100,08$	$576,79 \pm 200,15$	$1257,99 \pm 47,87$	$485,02 \pm 77,17$

TABELA 5.3 - Períodos encontrados para as séries do raio, largura e intensidade do anel de brilho (apenas as larguras e intensidades leste e norte) de nossa análise e dos demais índices de atividade (número de manchas, fluxo em 10,7 cm, irradiância e raio em 17 GHz).

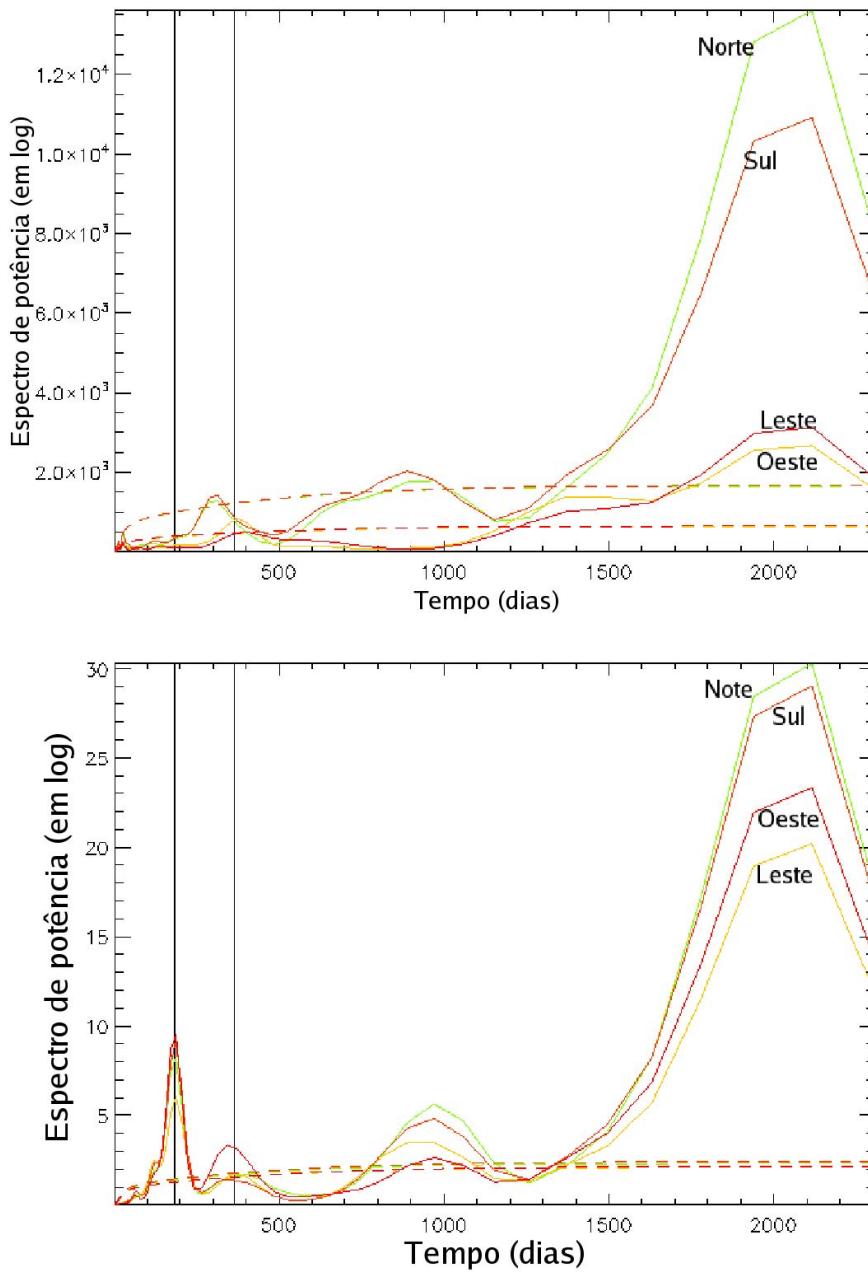


FIGURA 5.5 - Períodos medidos para a largura do anel de brilho das linhas do He II e Fe IX,X, dividida em quadrantes. Acima: Espectro de potência para a linha do Fe, as marcações horizontais indicam os períodos de 180 e 360 dias, a linha tracejada é o nível de significância do período. Abaixo: idem para a linha do He.

importantes, juntamente com o período de 11 anos (Elling e Schwentek, 1981, por exemplo). Em nosso caso, o aparecimento de regiões ativas nas bordas do Sol são responsáveis pelo deslocamento do máximo de intensidade do anel de brilho, o que causa um ligeiro aumento no raio. Devido a apenas um pequeno aumento no raio,

esse período de 30 dias não é tão significante como os outros períodos encontrados.

Outros períodos encontrados na literatura são o de 180 dias, harmônico do ano, e 156 dias, referente ao movimento do dínamo solar (Ballester *et al.*, 1999). Nós achamos períodos semelhantes tanto em He II, quanto em Fe IX,X iguais a 171,5 dias, dada a incerteza, de 14,2 dias, não podemos discriminar de qual dos dois períodos se trata. Descartamos a possibilidade de ser uma harmônica do outro período pois temos os períodos de 180 e 365 dias bem intensos na linha do He, porém o período de 180 dias é pouco intenso para a linha do Fe. Kotov *et al.* (1981) determinou uma variação anual no fluxo médio do campo magnético do Sol, porém, problemas de calibração podem fazer esse fluxo variar também. O período de 365 dias é outro muito marcante nas nossas observações, cuja origem ainda é desconhecida. A amplitude de variação é em média $\sim 0,6''$ e aparece claramente em ambas as linhas. Assim como a Terra, o satélite SoHO está sujeito a variações sazonais e necessita de correção de sua órbita. Esse valor está descrito no “header” das imagens. Um acréscimo de 0,3% na distância teórica satélite-Sol explicaria a variação de $0,6''$ com um período anual. Sendo assim, não podemos descartar um erro na determinação da distância satélite-Sol.

Por fim, observamos o que pode ser um período importante chamado QBO (Quasi Biennial Oscillation), cujo valor pode variar de 19 a 36 meses, dependendo do ciclo, da fase do ciclo (Moussas *et al.*, 2005). Cada ciclo solar possui mais ou menos 5 períodos de QBO, e a intensidade diminui gradativamente para cada QBO. Achamos esse período com amplitude muito pequena e grande incerteza (todos os períodos da tabela 5.3 que estão entre 686 e 1060 dias podem ser um QBO, dada a grande incerteza). Todos os demais períodos encontrados para ambas as linhas podem ser visualizados nos gráficos 5.3, 5.4 e 5.5.

Tal como para os valores de raio, medimos as periodicidades para as larguras e intensidades dos anéis de brilho de ambas as linhas. Essas características do anel exibem periodicidades similares às observadas para os valores de raio e não parece haver gradiente com a latitude.

Como dito acima, a linha do He possui uma grande influência do período de meio ano (180 dias), essa periodicidade está presente, também, na largura do anel de brilho. A intensidade do anel não apresenta amplitudes tão expressivas para esse período.

Na linha do Fe é quase impossível determinar variações na largura e intensidade do anel para esse período de meio ano. Outros períodos são ligeiramente diferentes dos similares encontrados nas medidas do raio, porém, o desvio padrão das medidas não nos permite afirmar que são períodos distintos.

Obtivemos outros períodos da ordem de 3-5 anos com σ superior a 1 ano e não achamos nenhuma referência na literatura. A sua confirmação precisa ainda da análise de uma amostra mais longa.

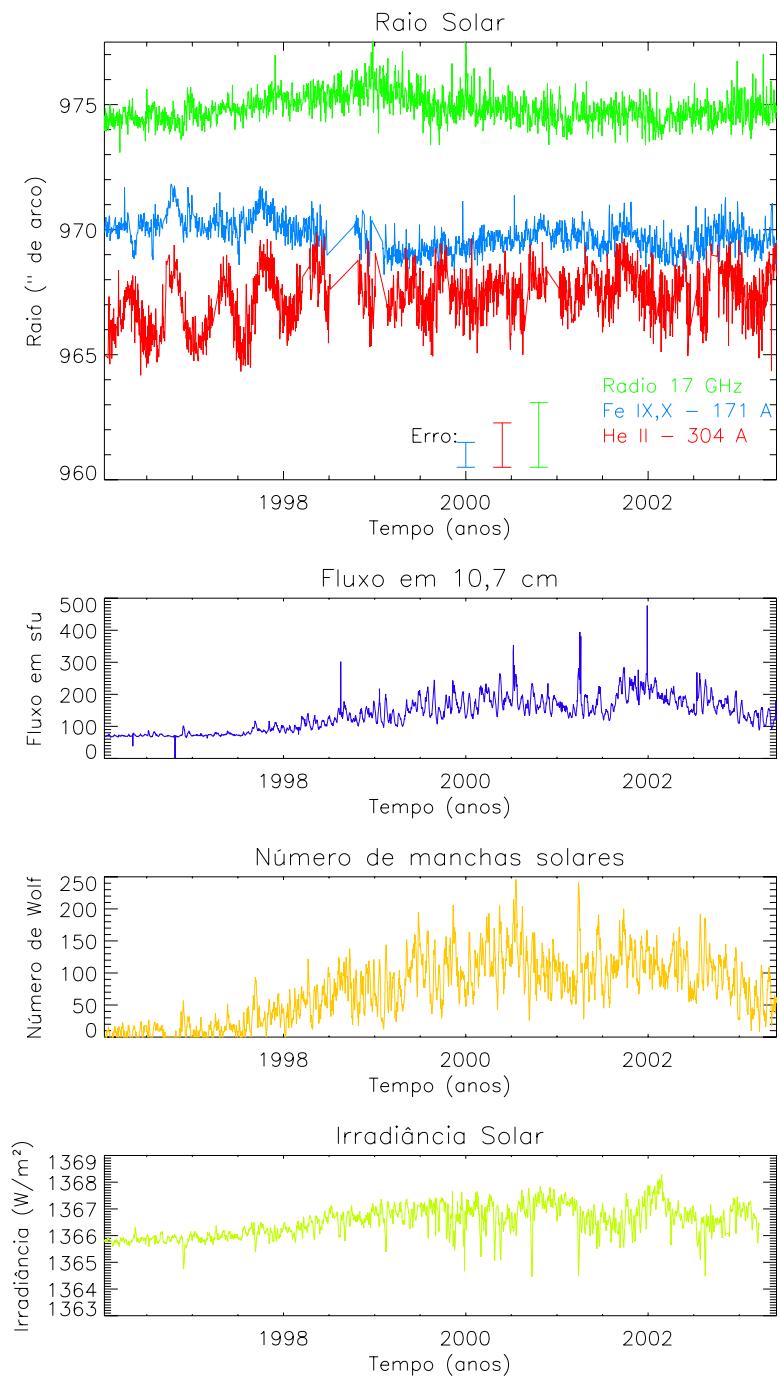


FIGURA 5.6 - Comparação entre as séries temporais do raio solar obtido para as linhas estudadas, em rádio e os índices solares utilizados, número de Wolf, fluxo em rádio em 10,7 cm e a irradiância solar.

CAPÍTULO 6

CONCLUSÕES

Durante muito tempo problemas relacionados com a altura de formação da RT vêm sendo levantados. Observações em luz branca e rádio freqüências se mostram discrepantes, infelizmente não existia nenhuma outra maneira de se medir a altura da RT em outras freqüências. Mas graças ao EIT, pudemos, pela primeira vez, medir o raio da RT e sua variabilidade em linhas do ultravioleta extremo, cuja região de formação é a própria RT.

A análise da variabilidade do raio em ultravioleta é um estudo inédito, devido a falta de instrumentos imageadores e dedicados ao Sol como o EIT. Desenvolvemos um método de cálculo do raio solar através de metodologias de ajustes de funções aos perfis extraídos das imagens do EIT nas linhas do He II e Fe IX, X. Para cada linha foi ajustada uma função diferente, porém o objetivo do ajuste é o mesmo, encontrar a posição precisa do máximo de intensidade do anel de brilho que corresponde ao limbo do Sol. Essas metodologias nos proporcionaram um erro pequeno na determinação do raio solar para ambas as linhas. A série temporal para as duas linhas do EIT, depois da eliminação de erros espúrios é mostrada na figura 5.1. A linha do Fe IX, X não gera dúvidas quanto a sua formação ou influências de outras linhas que possam prejudicar a medição do raio. A linha do He II ainda permanece um mistério quanto a sua formação, e além disso, o EIT observa o He II contaminado pela linha do Si XI. Essa última linha é coronal, de baixa intensidade no disco e um pouco mais intensa fora dele. Essa influência coronal pode causar o deslocamento do limbo para fora do disco, alterando a determinação do raio. Outro problema é criado pela emissão das macroespículas que são muito grandes e intensas podendo causar um deslocamento do limbo.

A média ponderada do raio para a linha do He II é 967,380" (ou 5425 km acima da fotosfera) e o erro da ponderação é $\pm 0,033"$ (± 23 km). Por outro lado, a altura de formação da linha de Fe IX,X é de $969,75" \pm 0,017"$ ou $7080 \pm 12,3$ km. Desta forma nossos resultados colocam a região de formação desta linha acima da linha do He II, contrário ao achado por Zhang *et al.* (1998).

Os resultados de Selhorst (2003) indicam que a RT pode se formar a 3500 km acima da fotosfera. Outros autores também discutem a localização precisa da RT através de outras observações, (Zirin, 1996, por exemplo). Este trabalho reforça a suspeita de que a RT se forme a uma altura maior que 2300 km, discordando dos modelos teóricos VAL.

Ao estudar a variabilidade do anel de brilho de ambas as linhas, verificamos que a atividade solar exerce uma grande influência sobre o anel e, consequentemente, sobre o raio. Essas variações são da ordem de 0,4'', muito maior que as variações encontradas em luz branca. Como estamos falando sobre cromosfera/coroa, podemos dizer que essas são as variações dos próprios campos magnéticos, que mudam de forma, tamanho e intensidade durante o ciclo solar.

Analisamos também periodicidades presentes nos dados e identificamos vários períodos bem distintos, sendo alguns deles muito conhecidos na literatura. Em destaque observamos claramente o período de 26 meses, conhecido como QBO, cuja origem ainda é discutida, se é originada na atmosfera terrestre ou do próprio Sol. A medição através de satélite mostra que esse período é proveniente do Sol. O valor absoluto do raio pode ser motivo de debate por causa da diferença entre teoria e observações, porém, com estas periodicidades clássicas medidas, temos fortes razões para crer que as variações relativas são verdadeiras e não criações do instrumento.

O raio de cada imagem é uma média dos diversos raios encontrados para cada perfil. Auchere *et al.* (1998) faz medição da forma do Sol para as mesmas imagens do EIT e constata que a figura solar é elíptica prolata. Nesse trabalho é utilizada uma média de mais de 400 imagens para obter a resolução necessária. Um trabalho futuro poderia ser realizado afim de calcular a variação da forma do Sol para diferentes períodos de atividade solar.

Nós focamos neste trabalho na determinação do raio solar no ultravioleta extremo, em técnicas para medir o raio e em sua variabilidade temporal. Os resultados apresentados ainda podem ser melhorados e ficam aqui algumas sugestões para trabalhos futuros:

- Utilizar outras correções nas imagens que não foram conseguidas por nós. A mais importante e conhecida é a correção da temperatura interna do telescópio, cujas medidas não foram conseguidas até o término deste trabalho. A variação interna de temperatura pode mudar as características dos instrumentos podendo alterar o “plate scale” e, com isso, o raio.
- Filtrar as imagens de He II da influência do Si XI, como propõe Auchere (2000). Essa filtragem é necessária para nos garantir o resultado absoluto do raio na linha do He.
- Aplicar métodos diferenciais de busca de periodicidades (como análise baseada na transformada de Fourier), o que nos ajudaria a confirmar os resultados encontrados aqui.
- Por fim, um modelo de atmosfera solar com a inclusão dos dados observacionais seria necessário para justificar fisicamente o porquê das medidas. O cálculo de um modelo atmosférico envolve a teoria de formação de linhas espectrais, os procedimentos necessários para realizar tal modelo excedem a proposta desta dissertação.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Andretta, V.; Del Zanna, G.; Jordan, S. D. The EUV helium spectrum in the quiet Sun: A by-product of coronal emission? *Astron. & Astroph.*, v. 400, p. 737–752, mar. 2003. 62, 77
- Antia, H. M. Estimate of solar radius from f-mode frequencies. *Astron. & Astroph.*, v. 330, p. 336–340, fev. 1998. 28
- Artzner, G.; Auchère, F.; Delaboudinière, J. P.; Hochedez, J. F. E. Design and engeneering of optical systems ii. *Proc. SPIE*, v. 3737, p. 32, 1999. 67
- Aschwanden, M. J.; Newmark, J. S.; Delaboudinière, J.-P.; Neupert, W. M.; Klimchuk, J. A.; Gary, G. A.; Portier-Fozzani, F.; Zucker, A. Three-dimensional Stereoscopic Analysis of Solar Active Region Loops. I. SOHO/EIT Observations at Temperatures of (1.0-1.5) $\times 10^6$ K. *Astrophys. J.*, v. 515, p. 842–867, abr. 1999. 49
- Auchère, F.; Artzner, G. E. EIT Observations of the 15 November 1999 Mercury Transit. *Sol. Phys.*, v. 219, p. 217–230, fev. 2004. 68, 70
- Auchère, F.; DeForest, C. E.; Artzner, G. In-Flight Determination of the Plate Scale of the Extreme-Ultraviolet Imaging Telescope. *Astrophys. J.*, v. 529, p. L115–L117, fev. 2000. 67
- Auchere, F. An Observational Study of Helium in the Solar Corona with the EIT Instrument on Board the SOHO Spacecraft. **Ph.D. Thesis**, nov. 2000. 16, 62, 63, 64, 101
- Auchere, F.; Boulade, S.; Koutchmy, S.; Smartt, R. N.; Delaboudiniere, J. P.; Georgakilas, A.; Gurman, J. B.; Artzner, G. E. The prolate solar chromosphere. *Astron. & Astroph.*, v. 336, p. L57–L60, ago. 1998. 16, 49, 100
- Bachurin, A. F. Variation in solar radio radius with the phase of the solar activity cycle at wavelengths of 2.25 and 3.5 CM. *Izvestiya Ordena Trudovogo Krasnogo Znameni Krymskoj Astrofizicheskoy Observatorii*, v. 68, p. 68–75, 1983. 29, 46, 47
- Ballester, J. L.; Oliver, R.; Baudin, F. Discovery of the Near 158 Day Periodicity in Group Sunspot Numbers during the Eighteenth Century. *Astrophys. J.*, v. 522, p. L153–L156, set. 1999. 95

Bohlin, J. D.; Vogel, S. N.; Purcell, J. D.; Sheeley, N. R.; Tousey, R.; Vanhoosier, M. E. A newly observed solar feature - Macrospicules in He II 304 Å. *Astrophys. J.*, v. 197, p. L133–L135, maio 1975. 35

Brown, T. M.; Christensen-Dalsgaard, J. Accurate Determination of the Solar Photospheric Radius. *Astrophys. J.*, v. 500, p. L195+, jun. 1998. 28

Costa, J. E. R.; Homor, J. L.; Kaufmann, P. Single-dish high sensitivity determination of solar limb emission at 22 and 44 GHz. **NASA STI/Recon Technical Report N**, v. 85, p. 30999–+, maio 1985. 29, 46

Costa, J. E. R.; Silva, A. V. R.; Makhmutov, V. S.; Rolli, E.; Kaufmann, P.; Magun, A. Solar Radius Variations at 48 GHZ Correlated with Solar Irradiance. *Astrophys. J.*, v. 520, p. L63–L66, jul. 1999. 28, 29, 47

Cowan, R. D.; Peacock, N. J. Identification of Some Intense Iron Lines in the Solar Spectrum Near 170 Å. *Astrophys. J.*, v. 142, p. 390–400, jul. 1965. 29, 63

Delaboudiniere, J.-P.; Artzner, G. E.; Brunaud, J.; Gabriel, A. H.; Hochedez, J. F.; Millier, F.; Song, X. Y.; Au, B.; Dere, K. P.; Howard, R. A.; Kreplin, R.; Michels, D. J.; Moses, J. D.; Defise, J. M.; Jamar, C.; Rochus, P.; Chauvineau, J. P.; Marioge, J. P.; Catura, R. C.; Lemen, J. R.; Shing, L.; Stern, R. A.; Gurman, J. B.; Neupert, W. M.; Maucherat, A.; Clette, F.; Cugnon, P.; van Dessel, E. L. EIT: Extreme-Ultraviolet Imaging Telescope for the SOHO Mission. *Sol. Phys.*, v. 162, p. 291–312, 1995. 16, 58, 59, 60, 61, 65

Delache, P.; Gavriusev, V.; Gavriuseva, E.; Laclare, F.; Regulo, C.; Roca Cortes, T. Time correlation between solar structural parameters - p-mode frequencies, radius, and neutrino flux. *Astrophys. J.*, v. 407, p. 801–805, abr. 1993. 28

Dunham, J. B.; Dunham, D. W.; Fiala, A. D. Solar Radius Variations Determined from Observations of Four Eclipses. *Bull. of A. Astron. Soc.*, v. 12, p. 832–+, set. 1980. 28

Dupree, A. K.; Goldberg, L. Solar Abundance Determination from Ultraviolet Emission Lines. *Sol. Phys.*, v. 1, p. 229–+, 1967. 55

Eddy, J. A.; Boornazian, A. A. Secular Decrease in the Solar Diameter, 1863-1953. *Bull. of A. Astron. Soc.*, v. 11, p. 437–+, mar. 1979. 28

- Elling, W.; Schwentek, H. Similar periodicities in the range 12 to 150 days in solar, ionospheric and atmospheric time series. *Sol. Phys.*, v. 74, p. 373–384, 1981. 94
- Elzner, L. R. The center-to-limb variation of optically thin UV-lines and at centimetric wavelengths and the influence of spicules. *Astron. & Astroph.*, v. 47, p. 9–18, fev. 1976. 77
- Emilio, M.; Kuhn, J. R.; Bush, R. I.; Scherrer, P. On the Constancy of the Solar Diameter. *Astrophys. J.*, v. 543, p. 1007–1010, nov. 2000. 28, 45
- Ewell, M. W.; Zirin, H.; Jensen, J. B.; Bastian, T. S. Submillimeter observations of the 1991 July 11 total solar eclipse. *Astrophys. J.*, v. 403, p. 426–433, jan. 1993. 36
- Fontenla, J. M.; Avrett, E. H.; Loeser, R. Energy balance in the solar transition region. III - Helium emission in hydrostatic, constant-abundance models with diffusion. *Astrophys. J.*, v. 406, p. 319–345, mar. 1993. 51, 60
- _____. Energy Balance in the Solar Transition Region. IV. Hydrogen and Helium Mass Flows with Diffusion. *Astrophys. J.*, v. 572, p. 636–662, jun. 2002. 51
- Gilliland, R. L. Solar radius variations over the past 265 years. *Astrophys. J.*, v. 248, p. 1144–1155, set. 1981. 15, 45, 46
- Glackin, D. L.; Linsky, J. L.; Mango, S. A.; Bohlin, J. D. The solar XUV He I and He II emission lines. II - Intensity ratios and distribution functions. *Astrophys. J.*, v. 222, p. 707–715, jun. 1978. 62
- Gleissberg, W. Secularly Smoothed Data on the Minima and Maxima of Sunspot Frequency. *Sol. Phys.*, v. 2, p. 231–+, 1967. 40
- Goldberg, L. The Temperature of the Solar Chromosphere. *Astrophys. J.*, v. 89, p. 673–+, jun. 1939. 62
- Green, B. **Canny Edge Detection Tutorial**. 2002. Website. Disponível em: http://www.pages.drexel.edu/~weg22/can_tut.html Acesso em: 22/03. 76
- Horne, K.; Hurford, G. J.; Zirin, H.; de Graauw, T. Solar limb brightening at 1.3 millimeters. *Astrophys. J.*, v. 244, p. 340–344, fev. 1981. 36
- Hoyt, D. V.; Schatten, K. H. **The Role of the Sun in Climate Change**. [S.l.]: Oxford University Press, 1997. 27

Johannesson, A.; Zirin, H. The Pole-Equator Variation of Solar Chromospheric Height. *Astrophys. J.*, v. 471, p. 510–+, nov. 1996. 37

Jordan, C. The intensities of helium lines in the solar EUV spectrum. *Monthly Notes of the RAS*, v. 170, p. 429–440, fev. 1975. 60, 62, 77

Kane, R. P. Periodicities of a few months in solar indices. **Journal of Atmospheric and Terrestrial Physics**, v. 65, p. 979–986, maio 2003. 91

Kanno, M. Weakening of the Solar EUV Line Emission in Wavelengths Shortward of 912A. *Publications of the ASJ*, v. 31, p. 115–124, 1979. 55

Kotov, V. A.; Levitskii, L. S.; Stepanian, N. N. The annual variation of the solar mean magnetic field. **Izvestiya Ordona Trudovogo Krasnogo Znameni Krymskoj Astrofizicheskoy Observatorii**, v. 63, p. 3–14, 1981. 95

Kuhn, J. R.; Bush, R. I.; Emilio, M.; Scherrer, P. H. On the Constancy of the Solar Diameter. II. *Astrophys. J.*, v. 613, p. 1241–1252, out. 2004. 28, 45

Léna, P. J. Observations of the Center-to-Limb Variation of the Solar Brightness in the Far Infrared (10 to 25 Microns). *Sol. Phys.*, v. 3, p. 28–+, 1968. 55

Lindsey, C.; Becklin, E. E.; Orrall, F. Q.; Werner, M. W.; Jefferies, J. T.; Gatley, I. Extreme Limb Profiles of the Sun at Far Infrared and Submillimeter Wavelengths. *Bull. of A. Astron. Soc.*, v. 16, p. 992–+, set. 1984. 55, 77

Malinovsky, L.; Heroux, M. An Analysis of the Solar Extreme-Ultraviolet Between 50 and 300 A. *Astrophys. J.*, v. 181, p. 1009–1030, maio 1973. 17, 65

Mango, S. A.; Bohlin, J. D.; Glackin, D. L.; Linsky, J. L. The solar XUV He I and He II emission lines. I - Intensities and gross center-to-limb behavior. *Astrophys. J.*, v. 220, p. 683–691, mar. 1978. 29, 62

Mariska, J. T.; Withbroe, G. L. Analysis of EUV limb-brightening observations from ATM. I - Model for the transition layer and the corona. *Sol. Phys.*, v. 44, p. 55–68, set. 1975. 55, 77

Moses, D.; Clette, F.; Delaboudiniere, J.-P.; Artzner, G. E.; Bouquet, M.; Brunaud, J.; Carabetian, C.; Gabriel, A. H.; Hochedez, J. F.; Millier, F.; Song, X. Y.; Au, B.; Dere, K. P.; Howard, R. A.; Kreplin, R.; Michels, D. J.; Defise, J. M.; Jamar, C.; Rochus, P.; Chauvineau, J. P.; Marioge, J. P.; Catura, R. C.;

Lemen, J. R.; Shing, L.; Stern, R. A.; Gurman, J. B.; Neupert, W. M.; Newmark, J.; Thompson, B.; Maucherat, A.; Portier-Fozzani, F.; Berghmans, D.; Cugnon, P.; van Dessel, E. L.; Gabryl, J. R. EIT Observations of the Extreme Ultraviolet Sun. *Sol. Phys.*, v. 175, p. 571–599, out. 1997. 57

Moussas, X.; Polygiannakis, J. M.; Preka-Papadema, P.; Exarhos, G. Solar cycles: A tutorial. **Advances in Space Research**, v. 35, p. 725–738, 2005. 91, 95

Neckel, H. The solar radius derived from limb-darkening scans obtained in 1981 and from 1986 to 1990. *Sol. Phys.*, v. 156, p. 7–17, jan. 1995. 28

Newmark, J. SOHO - EIT User's Guide. In: _____. [S.l.]: NASA Goddard Space Flight Center, 1999. cap. 6. Disponível em:
http://www.lmsal.com/solarsoft/sswdoc/index_menu.html. Acesso em: 22/03. 72

Nishikawa, T.; Kanno, M. Analysis of EUV Limb-Brightening Observations in a Solar Coronal Hole. *Publications of the ASJ*, v. 31, p. 563–574, 1979. 55

_____. _____. *Publications of the ASJ*, v. 31, p. 563–574, 1979. 55

Noël, F. Solar cycle dependence of the apparent radius of the Sun. *Astron. & Astrophys.*, v. 413, p. 725–732, jan. 2004. 45

Noyes, R. W.; Beckers, J. M.; Low, F. J. Observational Studies of the Solar Intensity Profile in the Far Infrared and Millimeter Regions. *Sol. Phys.*, v. 3, p. 36–+, 1968. 29, 54

Pap, J.; Bouwer, S. D.; Tobiska, W. K. Periodicities of solar irradiance and solar activity indices. *Sol. Phys.*, v. 129, p. 165–189, set. 1990. 91

Parkinson, J. H.; Morrison, L. V.; Stephenson, F. R. The constancy of the solar diameter over the past 250 years. *Nature*, v. 288, p. 548–551, dez. 1980. 28

Pietarila, A.; Judge, P. G. On the Formation of the Resonance Lines of Helium in the Sun. *Astrophys. J.*, v. 606, p. 1239–1257, maio 2004. 60, 62, 77

Press, W. H.; Vetterling, W. T.; Teukolsky, S. A.; Flannery, B. P. **Numerical Recipes in C++: the art of scientific computing**. [S.l.: s.n.], 2002. ISBN 0-521-75033-4. 77

Ribes, E.; Ribes, J. C.; Barthalot, R. Evidence for a larger sun with a slower rotation during the seventeenth century. *Nature*, v. 326, p. 52–55, mar. 1987. 42, 45

Roellig, T. L.; Becklin, E. E.; Jefferies, J. T.; Kopp, G. A.; Lindsey, C. A.; Orrall, F. Q.; Werner, M. W. Submillimeter solar limb profiles determined from observations of the total solar eclipse of 1988 March 18. *Astrophys. J.*, v. 381, p. 288–294, nov. 1991. 77

Rozelot, J. P. The correlation between the Calern solar diameter measurements and the solar irradiance. *Sol. Phys.*, v. 177, p. 321–327, 1998. 28

Russell, I. H. N.; Shapley, H. On Darkening at the Limb in Eclipsing Variables. *Astrophys. J.*, v. 36, p. 239–+, out. 1912. 54

Selhorst, C. L. **Modelo de atmosfera solar com inclusão de espículas aplicado às observações em rádio freqüências.** 129 p. Dissertação (Mestrado) — Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, fev. 2003.

Disponível em:

<http://mtc-m16.sid.inpe.br/rep-/sid.inpe.br/jeferson/2003/10.24.15.29>. Acesso em: 22/03. 29, 36, 46, 47, 52, 88, 100

Selhorst, C. L.; Silva, A. V. R.; Costa, J. E. R. Radius variations over a solar cycle. *Astron. & Astroph.*, v. 420, p. 1117–1121, jun. 2004. 16, 29, 47, 48, 88, 89

Selhorst, C. L.; Silva, A. V. R.; Costa, J. E. R.; Shibasaki, K. Temporal and angular variation of the solar limb brightening at 17 GHz. *Astron. & Astroph.*, v. 401, p. 1143–1150, abr. 2003. 47, 88

Sofia, S. Solar variability. **Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica**, v. 6, p. 359–362, dez. 1981. 27, 42

Sveshnikov, M. L. Solar-Radius Variations from Transits of Mercury Across the Solar Disk. **Astronomy Letters**, v. 28, p. 115–120, fev. 2002. 45

Thuillier, G.; Sofia, S.; Haberreiter, M. Past, present and future measurements of the solar diameter. **Advances in Space Research**, v. 35, p. 329–340, 2005. 42, 43

Torrence, C.; Compo, G. P. A Practical Guide to Wavelet Analysis. **Bulletin of the American Meteorological Society**, v. 79, n. 1, p. 61–78, 1998. Disponível

em: [http://dx.doi.org/10.1175/1520-0477\(1998\)079<0061:APGTWA>2.0.CO;2](http://dx.doi.org/10.1175/1520-0477(1998)079<0061:APGTWA>2.0.CO;2).
Acesso em: 22/03. 89

Ulrich, R. K.; Bertello, L. Solar-Cycle Dependence of the Sun's Apparent Radius in the Neutral Iron Spectral Line at 525-NM. *Nature*, v. 377, p. 214–+, set. 1995. 28

Vernazza, J. E.; Avrett, E. H.; Loeser, R. Structure of the Solar Chromosphere. Basic Computations and Summary of the Results. *Astrophys. J.*, v. 184, p. 605–632, set. 1973. 29

_____. Structure of the solar chromosphere. II - The underlying photosphere and temperature-minimum region. *Astrophys. J. Sup. S.*, v. 30, p. 1–60, jan. 1976. 29

_____. Structure of the solar chromosphere. III - Models of the EUV brightness components of the quiet-sun. *Astrophys. J. Sup. S.*, v. 45, p. 635–725, abr. 1981. 29

Wilhelm, K. Solar spicules and macrospicules observed by SUMER. *Astron. & Astroph.*, v. 360, p. 351–362, ago. 2000. 15, 37, 53

Withbroe, G. L. Solar XUV Limb Brightening Observations. II: Lines Formed in the Chromospheric-Coronal Transition Region. *Sol. Phys.*, v. 11, p. 208–+, 1970. 29, 54, 55, 77

Withbroe, G. L.; Mariska, J. T. Analysis of EUV limb brightening observations from ATM. II - Influence of spicules. *Sol. Phys.*, v. 48, p. 21–40, maio 1976. 55, 77

Wittmann, A. D.; Alge, E.; Bianda, M. Detection of a significant change in the solar diameter. *Sol. Phys.*, v. 145, p. 205–+, maio 1993. 45

Zhang, J.; Kundu, M. R.; White, S. M.; Dere, K. P.; Newmark, J. S. Reconciling Extreme-Ultraviolet and Radio Observations of the Sun's Corona. *Astrophys. J.*, v. 561, p. 396–405, nov. 2001. 29, 35

Zhang, J.; White, S. M.; Kundu, M. R. The Height Structure of the Solar Atmosphere from the Extreme-Ultraviolet Perspective. *Astrophys. J.*, v. 504, p. L127+, set. 1998. 37, 48, 49, 99

Zirin, H. The Mystery of the Chromosphere. *Sol. Phys.*, v. 169, p. 313–326, dez. 1996. 36, 52, 87, 100