Universidade do Vale do Paraíba Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento

ALEXANDRE JOSÉ DE OLIVEIRA E SILVA

MODELAGEM DA ATMOSFERA SOLAR ACIMA DE REGIÕES ATIVAS COM DIAGNÓSTICO EM RÁDIO

São José dos Campos - SP 2019

ALEXANDRE JOSÉ DE OLIVEIRA E SILVA

MODELAGEM DA ATMOSFERA SOLAR ACIMA DE REGIÕES ATIVAS COM DIAGNÓSTICO EM RÁDIO

Tese apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia, como complementação dos créditos necessários para a obtenção do título de Doutor em Física e Astronomia.

Orientadores: Prof. Dr. Caius Lucius Selhorst Prof. Dr. Joaquim Eduardo Rezende Costa

São José dos Campos - SP 2019

Aos meus pais, que na simplicidade de suas vidas eternizaram em mim: o respeito, a educação, a humildade e a bondade; Aos meus familiares e amigos pelo incentivo; À minha esposa e às minhas filhas;

AGRADECIMENTOS

Aos Doutores Caius Lucius Selhorst e Joaquim Eduardo Rezende Costa (INPE), por terem me orientado, com competência e sabedoria, dedicando seu tempo e compartilhando seu conhecimento. Pela paciência e amizade no decorrer de nossos estudos.

Aos membros da banca, professora Dra. Adriana Válio, professor Dr. Francisco Carlos Rocha Fernandes, professor Dr. Irapuan Rodrigues de Oliveira Filho, e professor Dr. Grzegorz Kowal, pela colaboração e sugestões a este trabalho.

Ao professor Msc Geraldo Tibúrcio de Almeida e Silva (UFSJ), pelas sugestões e colaboração nas correções gramaticais e ortográficas desse trabalho.

À UNIVAP - Universidade do Vale do Paraíba, ao seu Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento (IP&D), todo corpo docente, direção e administração, que realizam seu trabalho com dedicação, trabalhando incansavelmente para que possamos obter um ensino de extrema qualidade. E por terem disponibilizado suas instalações e recursos para a realização desse trabalho, incluindo o *Cluster* Hipercubo (FINEP 01.10.0661-00, FAPESP 2011/13250-0, 2013/17247-9 e 2014/10489-0).

Ao MCTIC/FINEP (concessão CT-INFRA 0112052700) e ao Programa de Clima Espacial (Embrace) do Instituto Nacional de Pesquisas Espacias (INPE) pela cessão de suas dependências e pelas suas instalações de computação, recursos que permitiram a realização deste trabalho.

Ao Rádio Heliógrafo de Nobeyama (NoRH), operado pelo Observatório NAOJ / Nobeyama Solar Rádio, pela disponibilização dos mapas solares em 17 e 34 GHz que foram utilizados nesse trabalho.

Ao "Consórcio Internacional para a Operação Contínua de *Nobeyama Radiohelio-graph*"(ICCON), liderado pela Universidade de Nagoya, que passou a operar o NoRH a partir de abril de 2015, em especial ao professor Dr. Satoshi Masuda, associado do ISEE - Universidade de Nagoya, que, prontamente, atendeu meus emails para reprocessamento de imagens com ruídos.

Ao *Atacama Large Millimeter/submillimeter Array* (ALMA) pela disponibilização dos mapas solares em 107 e 248 GHz que foram utilizados nesse trabalho.

Ao SDO (*Solar Dynamics Observatory*), pela disponibilização de magnetogramas e imagens do Sol em extremo ultravioleta.

Agradeço pelo suporte financeiro à Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (CAPES) e à Fundação Valeparaibana de Ensino (FVE).

Aos amigos que me ajudaram durante a elaboração do trabalho e pelo auxílio técnico.

Em especial, aos meus familiares que sempre deram suporte e me apoiaram no decorrer de toda minha jornada.

E, a Deus, sobre tudo !

Ao cientista só são impostas duas obrigatoriedades: a verdade e a sinceridade. ERWIN SCHRÖDINGER (1887 — 1961)

MODELAGEM DA ATMOSFERA SOLAR ACIMA DE REGIÕES ATIVAS COM DIAGNÓSTICO EM RÁDIO

RESUMO

Neste trabalho desenvolveu-se um modelo de atmosfera solar 3D para regiões ativas em radiofrequência, habilitado para reproduzir a geometria e a temperatura de brilho dessas regiões. O modelo calculou as temperaturas por meio da transferência radiativa para os mecanismos de emissão de bremsstrahlung e de girorressonância térmicos, dispondo de um algoritmo genético que facilitou encontrar os perfis de densidade de elétrons e temperatura cinética que se adaptassem a todas as frequências almejadas. O mapa dos campos magnéticos da superfície solar foi obtido pelo Helioseismic and Magnetic Imager (HMI) um dos instrumentos a bordo do satélite Solar Dynamics Observatory (SDO) e os valores das demais altitudes foram calculados conforme extrapolação magnética de campos livres de força. Os arcos magnéticos resultantes da extrapolação foram comparados com imagens em extremo ultravioleta obtidas pelo Atmospheric Imaging Assembly (AIA), também a bordo do SDO. O modelo foi aplicado em quatro frequências simultaneamente para a região ativa 12470, em 17 de dezembro de 2015, e confrontado com os mapas observados em 17 e 34 GHz, obtidos pelo Nobeyama Radioheliograph (NoRH) e em 107 GHz e 248 GHz, obtidos pelo Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA). A extrapolação de campos livres de força mostraram arcos magnéticos semelhantes aos arcos apresentados pelas imagens do AIA. Foram encontrados três perfis distintos de atmosfera solar: i) para as áreas associadas à região da umbra, cuja região de transição localiza-se a 1080 ± 20 km de altitude; ii) para as áreas associadas à região da penumbra, cuja região de transição encontra-se em 1800 ± 50 km e iii) para as outras regiões, em que a região de transição alcançou altitudes de 2000 ± 100 km. O mapa observado em 17 GHz apresentou uma polarização entre 30 e 94% nas regiões de maior concentração de campo magnético. A imagem resultante desta frequência demonstrou que a girorressonância é o principal mecanismo de emissão para essas áreas polarizadas, alcançando uma temperatura de brilho com valores até 6 vezes acima do Sol calmo. A imagem em 34 GHz apresentou emissão pelo mecanismo de bremsstrahlung e não obteve temperaturas de brilho com mais de 20% acima do Sol calmo. Em 107 e 248 GHz, as imagens também apresentaram emissão devido ao bremsstrahlung térmico. Essas imagens obtiveram uma diferença de apenas $\pm 8\%$ dos valores das temperaturas de brilho observadas. O trabalho apresentou resultados satisfatórios, em que tanto as intensidades das temperaturas de brilho quanto a geometria da região ativa apresentaram correlação com os mapas observados.

Palavras-chave: Sol: geral – Sol: radiofrequência – Sol: atmosfera solar – Sol: campo magnético – Extrapolação de campo livre de força – Transferência radiativa

SOLAR ATMOSPHERE MODELING ABOVE ACTIVE REGIONS WITH DIAGNOSTIC AT RADIO

ABSTRACT

This work developed radiofrequency active regions 3D solar atmosphere model enabled to reproduce the geometry and brightness temperature of those regions. The model calculated the temperatures through the radiative transfer to the bremsstrahlung and gyroresonance emission mechanisms, having a genetic algorithm that facilitated to find the electrons density and kinetic temperature profiles that adapted to all the desired frequencies. The solar surface magnetic fields map was obtained by force-free field extrapolations from magnetograms observed by Helioseismic and Magnetic Imager (HMI) on board the Solar Dynamics Observatory (SDO) satellite. The magnetic loops resulting from extrapolation were compared with observed in extreme ultraviolet (EUV) emission, from images of the Atmospheric Imaging Assembly (AIA) instrument also on board of the Solar Dynamics Observatory (SDO). The model was applied on four frequencies simultaneously for AR 12470 on 2015 December 17 and was compared with the maps observed at 17 and 34 GHz, obtained by Nobeyama Radioheliograph (NoRH) and at 107 GHz and 248 GHz, obtained by the Atacama Large Millimeter / submillimeter Array (ALMA). The extrapolation of force-free fields showed magnetic arcs similar to the arcs presented by the AIA images. Three distinct solar atmosphere profiles were found: i) areas associated with the umbra region, which the transition region located on 1080 ± 20 km above the solar surface, ii) areas associated with the penumbra region, which the transition region located on 1800 ± 50 km and iii) other regions, which the transition region located on 2000 ± 100 km. The map observed at 17 GHz showed a polarization between 30 and 94% in regions with the highest magnetic field concentration. The resulting image of this frequency demonstrated that the gyroresonance emission is the main mechanism for these polarized areas, reaching values brightness temperature up to 6 times above the quiet sun. Image at 34 GHz showed only bremsstrahlung mechanism emission and didn't obtained brightness temperature more than 20% above the quiet Sun. Images at 107 and 248 GHz also showed only thermal bremsstrahlung emission. These images obtained a difference 8% only of the observed brightness temperature values. The work presented satisfactory results, which both the active region brightness intensity and your geometry showed correlation with observed maps.

Keywords: Sun: general – Sun: radio radiation – Sun: atmosphere – Sun: magnetic field – Force-free field extrapolation – Radiative transfer

LISTA DE FIGURAS

Pág.

1 2 3 4 5	Estrutura solar: interior e atmosfera	 17 19 20 21 21 21 25
-		20
/	Determinação do Sol calmo para a imagem observada em 17 GHz	30
8 9	Variação da densidade de elétrons e da temperatura cinética proposto por Selhorst <i>et al.</i> (2005a) para o Sol calmo	32 35
10	Magnetograma obtido em 17/12/2015-14:51 UT obtido pelo SDO/HMI	37
11	Mapas em 17 e 34 GHz do NoRH	39
12	Análise da polarização do mapa em 17 GHz	40
13	Mapas em 107 GHz e 248 GHz de 17 de dezembro de 2015 obtidos pelo ALMA .	41
14	Imagem em EUV obtida pelo SDO/AIA em 304 Å e 211 Å (17/12/2015 14:51 UT)	42
15	Imagem em EUV obtida pelo SDO/AIA em 171 Å e 193 Å (17/12/2015 - 14:51 UT)	43
16	Magnetograma de 17/12/2015, 14:51 UT e região ativa estudada	46
17	AR 12470 obtida pelo ALMA em 248 GHz	47
18	AR 12470 obtida pelo ALMA em 107 GHz	47
19	AR 12470 obtida pelo NoRH em 34 GHz	48
20	AR 12470 obtida pelo NoRH em 17 GHz	49
21	Representação gráfica da centralização da região ativa RA 12470	51
22	Cubo de escalas de localização da região ativa 12470, eixo y	52
23	Cubo de escalas de localização da região ativa 12470, eixo z	53
24	Demonstração da variação do perfil de densidade de elétrons $(a_d e b_d) \ldots \ldots$	54
25	Demonstração da variação do perfil de temperatura cinética $(a_t e b_t)$	55
26	Demonstração da variação da região de transição (Δh)	55
27	Fluxograma de simulação da modelagem	57
28	Linhas de campo magnético extrapoladas e imagem em EUV, da AR 12470	58
29	Valores da temperatura de brilho em diversas frequências	59
30	Perfil de densidade de elétrons e temperatura cinética inicialmente modelados	61
31	Profundidade ótica (τ) do modelo inicial	62

32	Imagens obtidas com um único modelo de atmosfera	62
33	Magnetograma da AR 12470 em 17/12/2015, 14:51 UT	64
34	Perfil de densidade de elétrons e temperatura cinética desmembrado por área	66
35	Variação da profundidade ótica obtida e função de contribuição em 248 GHz	67
36	Imagem resultante obtida pelo modelo para 248 GHz	69
37	Variação da profundidade ótica com a altura obtida em 107 GHz	70
38	Resultado do modelo obtido em 107 GHz	71
39	Profundidade ótica obtida em 34 GHz	73
40	Resultado do modelo obtido em 34 GHz	74
41	Profundidade ótica obtida em 17 GHz	75
42	Resultado do modelo obtido em 17 GHz com a emissão bremsstrahlung	76
43	Extrapolação magnética nas altitudes de ocorrência dos harmônicos 3-5	77
44	Coeficiente de absorção e opacidade obtido em 17 GHz	78
45	Transferência radiativa para uma coluna em 17 GHz	79
46	Resultado do modelo obtido em 17 GHz	80

LISTA DE TABELAS

1	Resumo dos dados técnicos e das especificações dos mapas em radiofrequência	41
2	Dados dos mapas observados em radiofrequência	49
3	Dados da observação da região ativa selecionada	49
4	Execução do algoritmo genético com 5 graus de liberdade	60
5	Temperatura de brilho encontrada para um único perfil de atmosfera	63
6	Melhores faixas de índices de graus de liberdade definidos	64
7	Altitude média da região de transição em cada área	65
8	Características encontradas pelo modelo para 248 GHz	68
9	Características encontradas pelo modelo para 107 GHz	71
10	Características encontradas pelo modelo para 34 GHz	73
11	Características encontradas pelo modelo para 17 GHz	80

Pág.

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

AIA	—	Atmospheric Imaging Assembly
ALMA	_	Atacama Large Millimeter/submillimeter Array
AR	_	Active Region (Região Ativa)
CME	_	Coronal mass ejection (Ejeção de Massa Coronal)
EIT	_	Extreme ultraviolet Imaging Telescope
ESO	_	European Southern Observatory (Observatório Europeu do Sul)
EUV	_	Extremo ultravioleta
FITS	_	Flexible Image Transport System
FOV	_	<i>field of view</i> = campo de visão
HMI	_	Helioseismic and Magnetic Imager (SDO)
IDL	_	Interactive Data Language
LOS	_	<i>line of sight</i> (linha de visada)
MDI	_	Michelson Doppler Imager (SOHO)
NAOJ	_	National Astronomical Observatory of Japan (Observatório Astronômico Nacional do Japão)
NoRH	_	Nobeyama Radio Heliograph
NRAO	_	National Radio Astronomy Observatory (Observatório Nacional de Rádio Astronomia)
SDO	_	Solar Dynamics Observatory
SOHO	_	Solar & Heliospheric Observatory
SSC	_	modelo de atmosfera do Sol calmo
SSN	_	SunSpot Number = número de manchas solares
SXT	_	Soft X-ray Telescope
U.A.	_	Unidade Astronômica
UT	_	<i>universal time</i> = Tempo Universal
m	-	metro
cm	—	centímetro (10^{-2} m)
km	—	quilômetro (10^3 m)
mm	_	milímetro (10^{-3} m)
min	_	minuto
ms	—	milisegundo
MHz	—	megahertz (10 ⁶ Hz)
GHz	_	gigahertz (10 ⁹ Hz)
G	_	Gauss
K	_	Kelvin
Å	_	angstrom (10^{-10} m)

arcsec – segundos de arco (")

LISTA DE SÍMBOLOS

Latinos

a_d	_	índice que altera a escala do perfil de densidade do modelo SSC
a_t	_	índice que altera a escala do perfil de temperatura do modelo SSC
b_d	_	índice que altera o fator do perfil de densidade do modelo SSC
b_t	_	índice que altera o fator do perfil de temperatura do modelo SSC
В	_	campo magnético
CF	_	função de contribuição
С	_	velocidade da luz $(3 \times 10^{10} \text{ cm.s}^{-1})$
е	_	carga do elétron $(4, 8 \times 10^{-10} \text{g} 1/2 cm^{3/2} \text{s} - 1)$
G_P	_	grau de polariação
h	_	constante de Planck ($6,626 \times 10^{-27}$ erg s)
Δh	_	índice que altera a altura da região de transição do modelo SSC
h_{z}	_	altura do <i>voxel</i>
hr	_	altura da região de transição em relação à superfície solar
Ιv	_	intensidade específica
k	_	constante de Boltzmann (1.38064852 \times 10 ⁻¹⁶ erg/K);
п	_	densidade de íons
n _e	_	densidade de elétrons
m_e	_	massa do elétron $(9, 11 \times 10^{-28} \text{ g})$
P_R	_	polarização à direita
P_L	_	polarização à esquerda
P_{R-L}	_	valor da intensidade dos mapas de polarização
R _☉	_	raio solar óptico
S	_	harmônico da girofrequência
S_c	_	Sol calmo
Т	_	temperatura cinética (K)
T_b	_	temperatura de brilho
$T_{b max}$	_	temperatura de brilho máxima
$T_{b(R)}$	_	medidas de polarização circular à direita
$T_{b(L)}$	_	medidas de polarização circular à esquerda
Z	_	número atômico
<i>Z</i> ,0	_	valores da superfície solar (primeiro voxel da atmosfera solar)
-0		1 (1

Gregos

_	fator de Lorentz
_	coeficiente de emissão giroressonante
_	coeficiente de emissão (emissividade)
-	coeficiente de absorção
-	coeficiente de absorção bremsstrahlung
-	coeficiente de absorção giroressonante
-	comprimento de onda

μ_{σ}	-	índice de refração
σ	_	modo de polarização
τ	_	opacidade
ν	_	frequência observada
\mathbf{v}_b	_	frequência de giro do elétron
\mathbf{v}_p	_	frequência de plasma
χ^2	_	qui-quadrado

Químicos

С	_	Carbono
Ca	_	Cálcio
Fe	_	Ferro
Н	_	Hidrogênio
He	_	Hélio
Ν	_	Nitrogênio
0	_	Oxigênio

SUMÁRIO

		Pá	g.
1 INTRODUÇÃO	• • •	•••	15
1.1 Estrutura solar		•••	17
1.1.1 Interior solar		•••	17
1.1.2 Atmosfera solar		•••	18
1.1.3 Regiões ativas		•••	19
2 EXTRAPOLAÇÃO DE CAMPO MAGNÉTICO	• • •	•••	22
2.1 Teoria do campo livre de forças			22
3 MECANISMOS DE EMISSÃO DA RADIAÇÃO SOLAR		•••	26
3.1 Bremsstrahlung		•••	26
3.2 Girorressonância			27
3.3 Temperatura de brilho (T_b)			29
3.4 Determinação do Sol calmo (S_c)			30
4 MODELOS DE ATMOSFERA SOLAR			31
4.1 Modelos de atmosfera para o Sol calmo			31
4.2 Modelos de atmosfera para regiões ativas			32
5 DADOS OBSERVACIONAIS	• • •		36
5.1 Magnetogramas			36
5.2 Mapas em Rádio			38
5.2.1 Mapas em 17 GHz e em 34 GHz do <i>Nobeyama Radioheliograph</i> (NoRH	[)		38
5.2.2 Mapas em 107 GHz e em 248 GHz do ALMA		4	40
5.3 Imagens em ultravioleta		4	41
6 METODOLOGIA E PROCEDIMENTOS		•••	44
6.1 Região ativa modelada - AR 12470		4	45
6.2 O modelo de região ativa			50
6.2.1 Regularização da região ativa			50
6.2.2 Extrapolação do campo magnético			50
6.2.3 Reconstrução das linhas de campo magnético			51
6.2.4 Eliminação da curvatura esférica do Sol			52
6.2.5 Recursos do algoritmo genético			53
7 RESULTADOS E DISCUSSÕES	• • •		58
7.1 Resultados preliminares			59
7.2 Resultados finais		(63
7.2.1 Perfis de densidade de elétrons e temperatura cinética		(65
7.2.2 Resultados em 248 GHz		(66
7.2.3 Resultados em 107 GHz		(69
7.2.4 Resultados em 34 GHz		7	72

7.2.5	6 Resultados em 17 GHz					•		•					•	•	•		•	•	74
7.3	Possível contribuição da emissão não térmica					•	•	•					•	•	•		•		81
8	CONSIDERAÇÕES GERAIS	•	•••	•	• •	•	•	•	•••	•	•	•	•	•	•	•	•	•	83
8.1	Perspectivas futuras					•		•					•	•	•		•	•	85
REF	ERÊNCIAS	•		•	• •	•	•	•		•	•	•	•	•	•	•	•	•	87

1 INTRODUÇÃO

Por meio de registros anteriores ao Século XVII, é conhecida a existência de estudos a olho nu sobre o Sol, mediante observações de manchas escuras existentes na superfície solar. Mas, foi somente em 1610, com a utilização do telescópio, que Galileo Galilei observou o Sol e descreveu essas manchas escuras de maneira mais sistemática. Atualmente, essas manchas escuras são chamadas de manchas solares e são formadas em regiões onde existe a presença de campos magnéticos fortes, denominadas regiões ativas. Estudar o Sol serve de base para o conhecimento das outras estrelas e como elas evoluem. Alguns processos físicos que ocorrem em outras partes do universo também podem ser analisados com base em estudos do Sol. Além disso, é muito importante para estudar o clima espacial e a física de plasmas, em que é necessário que haja temperaturas extremamente altas em campos magnéticos fortes (HATHAWAY, 2014).

A partir da identificação das manchas solares, a dinâmica solar é monitorada diariamente. O primeiro índice de atividade solar a contar estas regiões escuras na superfície solar é o número de manchas solares (SSN). Uma mancha solar (detalhada na Seção 1.1.3) aparece devido à obstrução do movimento convectivo que ocorre na base da fotosfera devido à existência de um campo magnético forte na região.

Um outro índice, que mede a atividade solar desde 1946, é o fluxo solar com comprimento de ondas de rádio de 10,7 cm (F10.7). Segundo Tapping e Charrois (1994), o índice é uma emissão de todo o disco solar, e os valores obtidos medem a densidade de fluxo solar. Este índice é medido diariamente e praticamente sob qualquer condição meteorológica. Segundo Selhorst *et al.* (2014), o F10.7 é gerado em alturas coronais e está correlacionado com a presença de regiões ativas e com a ocorrência de *flares*. Bachmann e White (1994) investigaram a correlação entre diferentes indicadores de atividade solar, utilizando os dados referentes ao ciclo de manchas solares 21 e 22. Eles apontaram que o índice solar F10.7 apresentava uma consistente correlação com o índice SSN, apesar de existir uma defasagem aproximadamente um mês.

A partir do ciclo 23, essa correlação deixou de existir com o F10.7, excedendo os valores previstos a partir do número de manchas. De acordo com Hathaway (2010) e com Livingston *et al.* (2012), o índice F10.7 mostrou uma redução no ciclo 24 em relação aos ciclos anteriores, todavia, com uma taxa de redução bem menor que a taxa de diminuição do SSN.

Penn e Livingston (2006) apontaram que a intensidade mínima do campo magnético necessária para a formação de manchas solares é de 1500 G, e que houve uma redução da média da intensidade máxima dos campos magnéticos nos ciclos mais recentes.

O declínio do nível de atividade solar, observado principalmente durante o último ciclo (ciclo 24), gerou novas discussões sobre o comportamento da atmosfera solar. O SSN, o mais antigo índice que mede o número de regiões escuras na superfície solar, apontou uma redução bastante significativa nesse período (SELHORST *et al.*, 2014).

Motivados pela perda contínua de correlação entre os índices solares clássicos (SSN x

F10.7), Selhorst *et al.* (2014) estudaram o número de regiões ativas observadas pelo *Nobeyama Radioheliograph* (NoRH) em 17 GHz entre os anos de 1992 e 2013. Eles relataram a presença de regiões ativas durante dias sem manchas solares durante o período solar calmo em 2008 e 2009 (cerca de 33% dos dias ativos no período). Este fato refere-se a regiões com intensidade de campo magnético inferior a 1500 G (LIVINGSTON *et al.*, 2012).

Oliveira e Silva e Selhorst (2017) analisaram os mapas em 17 GHz obtidos pelo NoRH, compreendidos entre o período de 2007 a 2010 (mínimo solar entre os ciclos 23 e 24) e identificaram 47 regiões ativas em 17 GHz com pelo menos 1 (*um*) dia sem manchas associadas.

Os resultados mostraram que cerca de 50% delas eram efêmeras, ou seja, vivendo um máximo de três dias. Por outro lado, aquelas que permaneceram por mais de cinco dias apresentaram pelo menos um dia com uma mancha solar. As regiões ativas com manchas solares são mais quentes e apresentaram mais fluxos do que as sem manchas. No entanto, os valores foram significativamente menores do que o proposto por Livingston *et al.* (2012) para o mínimo necessário para a formação de manchas (1500 G). As regiões ativas sem mancha apresentam as mesmas características em rádio, podem durar na superfície solar por longos períodos (> 10 dias) e também podem apresentar alguma atividade, como um *flare* (classe C1.1) detectado em 07 de janeiro de 2008. As regiões ativas de longa duração tendem a ser associadas a manchas solares durante parte de sua existência. Enquanto algumas regiões ativas com manchas solares foram formadas com a presença de campos magnéticos muito fracos (\sim 300 G), haviam regiões ativas sem manchas com campos magnéticos de até 2500 G.

A modelagem proposta é uma atualização do modelo proposto por Selhorst *et al.* (2008), no qual os autores desenvolveram um modelo 3D de atmosfera solar para reproduzir a temperatura de brilho observadas nas frequências de rádio em 17 e 34 GHz. Este modelo foi verificado aplicando-o na região ativa AR 10008, observada em 25 de junho de 2002 pelo NoRH. O modelo de Selhorst *et al.* (2008) difere basicamente do modelo, ora proposto, na forma de preenchimento da atmosfera solar. O modelo aqui apresentado preenche a atmosfera solar considerando também o Sol calmo (respeitando a geometria dos arcos magnéticos) e coloca a região ativa na linha de visada para tornar o espaçamento lateral entre os *voxels*¹ equidistantes. Além disso, flexibiliza a altura da região de transição e inclui outras frequências, a fim de possibilitar o seu maior aproveitamento.

Com o propósito de melhor compreender o comportamento das regiões ativas em rádio frequências, é necessário entender a dinâmica da atmosfera solar e as estruturas que a compõe (campo magnético, manchas solares, regiões ativas etc.). Sendo assim, ao longo desta Introdução, é feita uma descrição da estrutura do interior e da atmosfera solar e de alguns fenômenos que nela acontecem.

¹O *voxel* representa uma posição regular em um espaço tridimensional. O nome *voxel* é uma fusão de "VO-lume"e "*piXEL*".

1.1 Estrutura solar

De acordo com Moldwin (2008), o Sol é uma estrela com aproximadamente 4,6 bilhões de anos e é constituído basicamente de matéria na forma de plasma (gás ionizado), composto quimicamente com aproximadamente 92% de Hidrogênio (H), 8% de Hélio (He) e 0,1% de elementos mais pesados (Carbono (C), Nitrogênio (N) e Oxigênio (O)), e seu raio óptico é de $R_{\odot} = 6,96 \times 10^5$ km. A distância média da Terra ao Sol é de $1,5 \times 10^8$ km (especificada como 1 Unidade Astronômica = 1 UA). A Figura 1 mostra a estrutura solar tanto do seu interior quanto das regiões da atmosfera, que serão descritas aqui.





Fonte: o Autor (adaptado de Kelvinsong (2012))

1.1.1 Interior solar

O interior do Sol é determinado recorrendo-se a modelos de estruturas estelares e de medidas de heliossismologia e neutrinos. São conhecidas quatro camadas no interior do Sol: núcleo, zona radiativa, tacoclina e zona convectiva (HATHAWAY, 2014).

O núcleo abrange 50% da massa solar e somente 1,5% de seu volume, ocupando $\sim 1,75 \times 10^5$ km do raio solar (em torno de 25%). Sua temperatura média é de $1,5 \times 10^7$ K, e a densidade, de 150 g cm⁻³(~ 150 vezes a densidade da água). Este ambiente permite a ocorrência de reações termonucleares causando a fusão entre átomos de Hidrogênio e resultando na formação de átomos de Hélio.

A zona radiativa é a região onde fótons transportam a energia gerada no núcleo até aproximadamente 70% do raio solar, pela transferência de energia por radiação, ou seja, não há movimento das moléculas do gás. Neste trajeto, a temperatura diminui de 7×10^6 K para 2×10^6 K, e a densidade decresce de 20 g cm⁻³ para 0,2 g cm⁻³.

A tacoclina é uma região de transição entre zona radiativa e a zona convectiva. Segundo

Basu e Antia (2003), é uma região cuja espessura aumenta de $\sim 0,016 R_{\odot}$, no equador, para $0,038 R_{\odot}$, na latitude de $\sim 60^{\circ}$. É nela que o plasma passa de uma rotação uniforme, ou seja, rotação de um corpo rígido, para uma rotação diferencial, em que as regiões mais próximas do equador giram mais rápidas que as regiões de altas latitudes. Acredita-se que é nesta área que é gerado o campo magnético do Sol por um dínamo solar, que ocorre naturalmente no interior do Sol.

A última camada do interior solar é a zona convectiva, na qual a transferência de energia é devida ao movimento das moléculas dentro do plasma. Com uma espessura de $\sim 2.0 \times 10^5$ km, onde sua temperatura diminui de 2×10^6 K (em sua base) para 5700 K (no topo), e a densidade diminui de 0,15 g cm⁻³ para 2×10^{-7} g cm⁻³, tornando-se possível a formação de íons de C, N, O, Ca e Fe. Consequentemente, o meio fica mais opaco e impossibilita o fluxo da radiação. Assim, o calor é aprisionado ao plasma e forma uma corrente de convecção circular com o plasma aquecido ascendendo à superfície solar e o plasma mais frio descendo em direção à base da zona convectiva. O topo dos movimentos de convecção são vistos na superfície solar em forma de grânulos, que podem variar de 10^3 km a $\sim 3.5 \times 10^4$ km de diâmetro (HATHAWAY, 2014). Esses grânulos são vistos como bolhas que cobrem toda a superfície solar, exceto nas áreas de manchas solares (descrita na Seção 1.1.3) e duram cerca de 20 minutos. O fluxo dentro dos grânulos pode atingir velocidades maiores que 7 km s⁻¹, além de produzir grandes ruídos que geram ondas na superfície do Sol.

1.1.2 Atmosfera solar

No topo da zona convectiva a visão das camadas interiores é bloqueada, e onde toda a luz solar visível é emitida. Por isso, esta região recebe o nome de superfície. A partir dela iniciase a atmosfera, que é estudada dividindo-se em quatro partes: fotosfera, cromosfera, região de transição e coroa.

A fotosfera é a camada mais interior da atmosfera, fundamentalmente é a superfície. Nela, a temperatura também diminui, de 5780 K para 4200 K, em uma espessura de \sim 500 km. Os grânulos e as manchas solares são alguns dos fenômenos característicos da fotosfera.

A cromosfera é a próxima camada. Ela só pode ser vista a olho nu durante eclipses totais do Sol, pelo fato de sua emissão ter uma banda muito estreita em relação à radiação contínua emitida pela fotosfera. Ela possui entre 2000-3000 km de espessura no Sol quiescente e, sua temperatura aumenta de 4200 K para 2×10^4 K, que permite a emissão em H α (tom avermelhado) (HATHAWAY, 2014). Selhorst *et al.* (2005a) sugerem uma cromosfera mais extensa, com 3500 km.

A região de transição é uma estreita camada (cerca de 100 km de espessura), onde a temperatura tem um aumento brusco de 2×10^4 K para 1×10^6 K. Predominantemente, a luz na região de transição é emitida por íons de C IV, O IV e Si IV (faixa do ultravioleta = UV) (HATHAWAY, 2014).

A coroa é a camada externa da atmosfera solar e se estende em todo o meio interplanetário. A sua temperatura pode atingir até 2×10^6 K e a sua densidade é extremamente rarefeita. Ela é visível a olho nu somente em eclipses solares (KUTNER, 2003) e pode ser observada em raios X, em extremo ultravioleta (EUV) e em rádio; em luz branca, ela pode ser observada somente com auxílio de coronógrafos² (SILVA, 2006).

Pode-se representar as distribuições de densidade e temperatura na atmosfera solar didaticamente pelo gráfico da Figura 2. No gráfico, observa-se que a densidade do plasma (linha tracejada) fica cada vez menor com o aumento da altitude. Entretanto, a temperatura (linha contínua) cai na região da fotosfera até atingir seu valor mínimo e, na cromosfera, possui um pequeno gradiente positivo de temperatura até a região de transição, onde a temperatura cresce repentinamente.

Figura 2 - Modelo clássico de distribuição de densidade (linha tracejada) e de temperatura (linha contínua) na atmosfera do Sol.



Fonte: Oliveira Filho e Saraiva (2014)

1.1.3 Regiões ativas

Atualmente, sabe-se que uma das características de objetos gasosos é a rotação diferencial, iniciada na tacoclina pelas diferentes velocidades angulares, que variam de acordo com a latitude e o raio. Este fenômeno gera campos magnéticos de grande escala por meio de um dínamo hidromagnético.

Os intensos campos magnéticos gerados na tacoclina são agrupados em tubos de fluxo magnético, que são menos densos e, portanto, ascendem à superfície solar, por intermédio dos movimentos da rotação diferencial e pela força de Coriolis. Alguns desses tubos atravessam a superfície solar dando origem às regiões ativas. Por isso, estes tubos sempre aparecem na atmos-

²Os coronógrafos são equipamentos que, de um modo geral, produzem eclipses artificiais.

fera solar em pares e com suas polaridades magnéticas opostas (SILVA, 2006). Estes campos magnéticos se estendem por toda a atmosfera solar, sendo responsáveis pelo aquecimento da cromosfera e da coroa, pelas ejeções de massa coronal (CMEs) e pelas explosões solares. Além disso, eles alcançam o meio interplanetário e interagem com a magnetosfera terrestre.

A presença destes campos intensos na fotosfera impede a convecção do plasma proveniente da camada convectiva e, consequentemente, impede que o calor das partes mais internas suba à fotosfera. Assim, estas regiões mais frias (cerca de ~ 2000 K) tornam-se menos brilhantes do que o restante da fotosfera, quando observadas na faixa do visível (HANSLMEIER, 2007), e por isso são denominadas manchas solares. No entanto, quando observadas em comprimentos de onda nas faixas de rádio frequência, raios X e ultravioleta, estas regiões tornam-se mais brilhantes que as demais regiões do disco solar, indicando que a atmosfera onde estão localizadas estas emissões foi aquecida. A Figura 3 mostra uma representação gráfica de tubos magnéticos emergindo na atmosfera solar e seus polos Norte (e^+) e Sul (e^-).

Figura 3 - Representação de um tubo de fluxo magnético atravessando a superfície solar e formando um par de manchas solares.



Fonte: Adaptado de Addison Wesley (2007).

E a Figura 4 mostra uma imagem de uma região ativa obtida pelo instrumento SDO/AIA (descrito na Seção 5.3), em 15 de julho de 2018, com um exemplo do alinhamento do plasma emissor com os campos magnéticos em 171 Å (extremo ultravioleta).

A frequente observação ao longo de séculos levou a perceber uma variação temporal na quantidade de manchas observadas. Schwabe (1843) observou que em certos períodos quase não era detectada a presença de manchas, já em outros períodos elas existiam em grande quantidade. Nos dias de hoje, sabe-se que este "ciclo solar" tem uma duração de aproximadamente 11 (onze) anos (HATHAWAY, 2014).

Cliver e Keer (2012) escreveram sobre a vida e a carreira de Richard Christopher Carrington (1826 - 1875) e confirmaram seus estudos de 1859, em que ele constatou que as manchas solares aparecem em latitudes medianas (20° a 40°) no início do ciclo solar e, com o aumento da atividade, elas tendem a surgir cada vez mais próximas do equador.

Figura 4 - Imagem da região ativa de 15 de julho de 2018 em 171 Å (SDO/AIA), demonstrando campos magnéticos em extremo ultravioleta.



Fonte: Pesnell (2017)

A Figura 5 mostra o gráfico da variação da média mensal do número de manchas solares durante os ciclos de atividade. Nele, pode-se observar uma queda substancial no número de manchas a partir do ciclo 22. Atualmente, o Sol encontra-se entre o final do ciclo 24 e o início do ciclo 25.

Figura 5 - Média mensal do número de manchas solares durante os ciclos de atividade solar. O gráfico abrange o período de maio de 1860 até janeiro de 2019.



Fonte: adaptado de SILSO data/image Royal Observatory of Belgium (2019).

As regiões ativas, por serem locais de muita atividade magnética, geralmente são acompanhadas de uma série de outros eventos solares, como *flares*³, proeminências, filamentos e os arcos magnéticos.

³Os *flares* são explosões na atmosfera do Sol, acima das manchas solares, causadas pela liberação repentina de energia acumulada em campos magnéticos "torcidos".

2 EXTRAPOLAÇÃO DE CAMPO MAGNÉTICO

Magnetogramas são matrizes (detalhado na Seção 5.1) que expressam o valor em uma (longitudinal) ou mais direções (vetorial) do campo magnético perto da superfície do Sol (fotosfera). Entretanto, geralmente não se pode medir diretamente o campo acima da fotosfera solar.

Para se obterem os valores dos campos magnéticos em outras altitudes da atmosfera, até alturas coronais, são utilizados procedimentos de extrapolação numérica das medidas fotosféricas. Nakagawa e Raadu (1972) citam muitos exemplos das configurações de campo magnético que já foram propostas em conexão com modelos específicos de manchas solares: (Schltiter e Temesvary, 1958; Chitre, 1963; Deinzer, 1965; Yun, 1971; Simon e Weiss, 1970), o vento solar (Weber e Davis, 1967), proeminências (Kippenhahn e Schliiter, 1957; Rust e Roy, 1971), estruturas coronais (Altschuler e Newkirk, 1969; Pneuman e Kopp, 1971), bem como estruturas cromosféricas (Schatzman, 1961; Nakagawa *et al.*, 1971; Raadu e Nakagawa, 1971). A forma de determinar o campo magnético, nesses estudos, pode ser classificada em três categorias: (1) o campo magnético potencial, (2) o campo magnético livre de força e (3) o campo de equilíbrio magnetostático.

Neste trabalho são analisadas a extrapolação potencial e a extrapolação de campos livres de força, que são os métodos preferidos pelos pesquisadores de Física Solar, de acordo com o descrito em Stix (2004).

2.1 Teoria do campo livre de forças

Para implementar o procedimento de extrapolação magnética mediante a teoria do campo livre de forças é preciso considerar as condições físicas do ambiente da coroa solar. Sabendo que ela é constituída inteiramente por uma plasma tênue e altamente ionizado, com temperaturas da ordem de 10^6 K, o meio é aproximadamente um condutor ideal, e, como em outros ambientes astrofísicos, a pressão magnética supera a pressão do plasma. Para um plasma manter-se em equilíbrio hidrostático, ele deve satisfazer à seguinte equação:

$$\vec{J} \times \vec{B} - \vec{\nabla}p + \rho \vec{g} = 0 \tag{1}$$

onde:

 \vec{J} = densidade de corrente elétrica

 \vec{B} = campo magnético

 $\dot{\nabla}p$ = gradiente de pressão

 $\rho \vec{g}$ = densidade de força gravitacional

Assim, levando em consideração que coroa solar seja fortemente dominada pelo campo magnético coronal, as forças do gradiente de pressão ($\vec{\nabla}p$) e a densidade de força gravitacional

 $(\rho \vec{g})$ podem ser desprezadas, o que leva à suposição de que o campo está livre de forças, ou seja, as forças magnéticas dominam todas as outras forças hidrostáticas, e isso leva a crer que a densidade de corrente elétrica (\vec{J}) seja paralela ao campo magnético (\vec{B}) e toda força de Lorentz é dissipada (= *zero*). Dessa forma, a equação do equilíbrio hidrostático de um plasma (Equação 1) pode ser reduzida a

$$\vec{J} \times \vec{B} = 0 \tag{2}$$

Portanto, o entendimento da energia, estrutura, morfologia e dinâmica da atmosfera solar depende apenas do conhecimento da função espacial e temporal do campo magnético cromosférico, pois todos os fenômenos solares observáveis são controlados e influenciados por ele (GARY, 1989).

Os campos livres de força são caracterizados pela Equação 2 e pelas as equações de Maxwell para campos magnéticos (Lei de Ampère e Lei de Gauss):

$$\vec{\nabla} \times \vec{B} = \mu_0 \vec{J} \tag{3}$$

e

$$\vec{\nabla} \cdot \vec{B} = 0 \tag{4}$$

onde μ_0 é a constante de permeabilidade magnética do vácuo. Sabendo-se que a Equação 2 implica que, para campos livres de força, a densidade de corrente e o campo magnético são paralelos entre si, pode-se definir que

$$\mu_0 \vec{J} = \alpha \vec{B} \tag{5}$$

onde α é uma função de proporcionalidade e representa a distribuição da densidade de corrente, chamada de função livre de força.

Substituindo-se $\mu_0 \vec{J}$ (Equação 5) na Equação 3, obtém-se

$$\vec{\nabla} \times \vec{B} = \alpha \vec{B} \tag{6}$$

A Equação 6 é a equação fundamental que descreve um campo livre de força e mostra que a densidade de corrente é paralela ao campo magnético em qualquer ponto do espaço.

Para se obterem algumas percepções na estrutura da função α dependente do espaço, é aplicado o divergente aos dois termos da Equação 6, em que o primeiro termo se anula, assim:

$$\vec{\nabla} \cdot (\vec{\nabla} \times \vec{B}) = \vec{\nabla} \cdot \alpha \vec{B}$$

$$\alpha \vec{\nabla} \cdot \vec{B} + \vec{B} \cdot \vec{\nabla} \alpha = 0$$

$$\vec{B} \cdot \vec{\nabla} \alpha = 0$$
(7)

O valor de α é constante ao longo de qualquer linha de campo. Isso implica que α só

pode ser imposto apenas em uma extremidade de cada linha de campo (DURRANT, 1989).

Portanto, conhecendo-se o valor da componente da linha de campo (B_z) normal à superfície solar (magnetogramas) e o α , um campo magnético livre de forças pode ser calculado.

As Equações 4, 6 e 7 descrevem as propriedades fundamentais dos campo livres de forças: o alinhamento das correntes com os campos, a propagação da torção magnética α como uma constante ao longo de uma linha de campo e o fato de que campos magnéticos não convergem para monopolos (LOW; FLYER, 2007).

A Equação 6 é uma equação diferencial não linear, e isso torna a modelagem de um campo livre de forças para a coroa solar uma tarefa complicada. Uma primeira aproximação é considerar a linearização do sistema. Neste caso, a Equação 6 se transforma em uma equação de Helmholtz, e soluções analíticas são conhecidas. Nakagawa e Raadu (1972) propuseram uma solução mediante o uso da transformada de Fourier, solucionando os componentes B_x , B_y e B_z do campo magnético de acordo com as seguintes equações:

$$B_{x} = \sum_{k \neq 0} \frac{i}{k^{2}} \left[\alpha k_{y} - k_{x} (k^{2} - \alpha^{2})^{1/2} \right] \times \vec{B}_{k} \exp \left[i\vec{k} \cdot \vec{x} - (k^{2} - \alpha^{2})^{z/2} \right]$$

$$B_{y} = \sum_{k \neq 0} \frac{-i}{k^{2}} \left[\alpha k_{x} - k_{y} (k^{2} - \alpha^{2})^{1/2} \right] \times \vec{B}_{k} \exp \left[i\vec{k} \cdot \vec{x} - (k^{2} - \alpha^{2})^{z/2} \right]$$

$$B_{z} = \sum_{k \neq 0} \vec{B}_{k} \exp \left[i\vec{k} \cdot \vec{x} - (k^{2} - \alpha^{2})^{z/2} \right]$$
(8)

onde:

$$\vec{k} = K_x \hat{x} + K_y \hat{y} \quad e
\vec{x} = x \hat{x} + y \hat{y}$$
(9)

Os coeficientes \vec{B}_k são coeficientes de Fourier relacionados ao campo B_z observado na fotosfera:

$$B_{z}(x, y, z = 0) = B_{00} + \sum_{k \neq 0} \vec{B}_{k} \exp(i\vec{k} \cdot \vec{x})$$
(10)

onde B_{00} é o valor médio do campo em z = 0 no domínio da expansão de Fourier.

No caso do campo livre de forças, o parâmetro α é constante e indica a torção das linhas de campo, tanto em direção quanto em intensidade. Quanto maior o seu valor absoluto, maior é a torção das linhas. Se α tem o sinal positivo, a torção será o sentido horário, ou se α tem o sinal negativo, a torção será o sentido anti-horário.

Se $\alpha = 0$, o campo é potencial, ou seja, é o estado de menor energia. Variando o valor de α , a quantidade de energia varia com o volume do sistema magnético. Isso mostra que ambientes mais complexos (mais retorcidos) contêm maior excedente de energia.

Uma limitação para o campo livre de forças é a distribuição uniforme das correntes elétricas (α é constante), o que não corresponde às observações, pois, quanto mais complexas forem as regiões ativas, mais altamente localizada será a torção.

A Figura 6 mostra, como exemplo, apenas algumas linhas de campos magnéticos resultantes de uma extrapolação da AR 12470, de 17 de dezembro de 2015, a partir do magnetograma obtido pelo SDO/HMI e com o $|B|_{min} = 200$ G.

Figura 6 - Linhas de campos magnéticos resultantes de uma extrapolação da AR 12470, com o $|B|_{min} = 200 \text{ G}.$



Fonte: o Autor

3 MECANISMOS DE EMISSÃO DA RADIAÇÃO SOLAR

Na atmosfera solar, partículas carregadas, principalmente elétrons livres, interagem continuamente com outras partículas. A maioria das emissões em rádio são originadas desses elétrons livres quando eles são acelerados devido às colisões com outros elétrons ou com íons (*bremsstrahlung*) ou quando os elétrons espiralam em um campo magnético forte (giroemissão). A giroemissão é chamada de girorressonância quando ela é produzida por elétrons em distribuição térmica de energia. Ambos os mecanismos acarretam emissão de fótons, causando o aquecimento do plasma local e, em várias circunstâncias, podem ocorrer simultaneamente (DULK, 1985).

Uma das principais frequências características é a frequência de plasma do elétron (v_p) , que consiste na oscilação dos elétrons livres em torno de suas posições de equilíbrio; neste caso, a emissão estará concentrada na frequência fundamental Ω_e . A frequência de plasma do elétron é definida por

$$\mathbf{v}_p = \frac{\Omega_e}{2\pi} = \sqrt{\left[\frac{n_e e^2}{\pi m_e}\right]} \approx 9000 \ n_e^{1/2} \quad \mathrm{Hz}$$
(11)

Outra principal frequência característica é a frequência de giro do elétron (v_b) que é dada como

$$\mathbf{v}_b = \frac{\Omega_e}{2\pi} = \frac{e|\vec{B}|}{2\pi \,\gamma \,m_e c} \approx 2.8 \times 10^6 \frac{|\vec{B}|}{\gamma} \,\,\mathrm{Hz} \tag{12}$$

onde

- n_e = densidade de elétrons
- $e = \text{carga do elétron } (4,8 \times 10^{-10} g^{1/2} \text{cm}^{3/2} \text{s}^{-1})$
- m_e = massa do elétron (9, 11 × 10⁻²⁸g)
- Ω_e = frequência fundamental do elétron
- $|\vec{B}| = m \delta du lo da intensidade do campo magnético (G)$
- γ = fator de Lorentz
- c = velocidade da luz (3 × 10¹⁰ cm s⁻¹)

A seguir, será feita uma breve descrição dos dois mecanismos de emissão analisados neste trabalho e de suas equações matemáticas propostas por Dulk (1985) ; também será apresentada a definição de temperatura de brilho e de Sol calmo (S_c), de uma forma útil para a interpretação das observações em rádio.

3.1 Bremsstrahlung

Quando os elétrons colidem com outros elétrons ou com íons, eles são desacelerados e desviados de suas trajetórias, e suas velocidades são alteradas, reduzindo a sua energia cinética.

A diferença dessa energia cinética é liberada sob a forma de radiação eletromagnética. A ocorrência deste fenômeno é conhecido como *bremsstrahlung* térmico e depende principalmente de que a densidade de partículas seja alta o suficiente, ou a temperatura cinética (ou a intensidade do campo magnético) seja baixa.

O coeficiente de absorção para *bremsstrahlung* térmico (κ_b), segundo Dulk (1985), é dado por

$$\kappa_b \approx \sum_i \frac{1}{3c} \left(\frac{2}{\pi}\right)^{1/2} \frac{\mathbf{v}_p^2}{\mathbf{v}^2} \frac{4\pi Z_i^2 n_i e^4}{m_e^{1/2} (kT)^{3/2}} \frac{\pi}{\sqrt{3}} \times g(T, \mathbf{v})$$
(13)

onde

Z = número atômico

g = fator de Gaunt

- n =densidade de íons
- v = frequência observada (Hz)
- k = constante de Boltzmann (1.38064852 × 10⁻¹⁶ erg/K)
- T = temperatura cinética (K)

rearranjando, a Equação 13 pode ser reescrita da seguinte forma:

$$\kappa_b \approx 9,78 \times 10^{-3} \frac{n_e}{\nu^2 T^{3/2}} \sum_i Z_i^2 n_i \times g(T,\nu)$$
(14)

sendo o fator de Gaunt (g(T, v)) expresso como

$$g(T,\mathbf{v}) = \begin{cases} 18, 2 + \ln T^{3/2} - \ln \mathbf{v} & (T < 2 \times 10^5 \text{ K}) \\ 24, 5 + \ln T - \ln \mathbf{v} & (T > 2 \times 10^5 \text{ K}) \end{cases}$$
(15)

3.2 Girorressonância

Quando um plasma contém um campo magnético significativo (e.g. $|\vec{B}| > 2200$ G para 17 GHz (VOURLIDAS *et al.*, 2006)), as acelerações devido às colisões de partículas tornamse insignificantes em comparação com aquelas originadas com a rotação em torno das linhas campo. A emissão e a absorção oriundas desse evento são conhecidas como girorressonância no caso de partículas não relativísticas (onde o fator de Lorentz $\gamma \cong 1$), que é analisado neste trabalho.

A frequência de girorressonância (Equação 12) ocorre se a emissão for proporcional a $n_e T^a |\vec{B}|^b$, onde $|\vec{B}|$ é o módulo da intensidade do campo magnético e *a* e *b* são constantes maiores que 1. Ela depende da intensidade de do campo magnético (\vec{B}) e da energia dos elétrons (representada pelo fator de Lorentz γ). A girorressonância torna-se uma forte fonte de opacidade na existência de campos magnéticos fortes. Nesta situação, a frequência observada se apresenta em baixos harmônicos ($s \leq 10$) da girorressonância, em que $v = sv_b$.

No limite não relativístico, são considerados apenas os termos iniciais da série de potências que descrevem as funções de Bessel que aparecem na expressão da emissividade. Integrando sobre as velocidades de elétrons de uma distribuição Maxwelliana, obtém-se o intervalo de validade:

$$s^2 \beta_o^2 \ll 1$$
 onde $\beta_o^2 = kT/m_e c^2$ (16)

A quantidade de energia emitida por radiação em uma unidade de volume é chamada de emissividade (η_v). Considerando-se apenas as distribuições de elétrons Maxwelliana da temperatura *T*, a emissividade (η_v) está relacionada com o coeficiente de absorção (κ_v) pela Lei de Kirchhoff:

$$\eta_{\rm v} = \kappa_{\rm v} \ k \ T \frac{{\rm v}^2}{c^2} \ {\rm erg} \ {\rm cm}^{-3} \ {\rm s}^{-1} \ {\rm Hz}^{-1} \ {\rm st}^{-1} \tag{17}$$

Para $|\pi/2 - \theta| \gtrsim \frac{v_b}{2v}$ e $\frac{v_b}{2v} \ll 1$, o coeficiente de absorção para girorressonância (κ_g) é dado por

$$\kappa_{g}(s,\theta) = \frac{\pi^{2}}{4c} \frac{1}{\mu_{\sigma} \frac{\partial}{\partial \omega}(\omega \mu_{\sigma})} \frac{\nu_{p}^{2}}{\nu} \frac{s^{2}}{s!} \times \left(\frac{s^{2} \beta_{o}^{2} \operatorname{sen}^{2} \theta}{2}\right)^{s-1} \frac{1}{\beta_{o}|\cos \theta|} \times \exp\left(-\frac{(1-s\nu_{b}/\nu)^{2}}{2\mu_{\sigma}^{2} \beta_{o}^{2} \cos^{2} \theta}\right) (1-\sigma|\cos \theta|)^{2}$$
(18)

onde

 $\sigma = +1$ para o modo ordinário (modo-o) $\sigma = -1$ para o modo extraordinário (modo-x)

Um coeficiente de absorção alternativo pode ser calculado sobre o perfil de um único harmônico, devido ao termo exponencial fazer com que κ_g decresça rapidamente nas frequências diferentes de $\nu = s\nu_b$ (válido somente para o modo extraordinário, onde $\sigma = -1$):

$$\kappa_{g}(s,\theta) = \int_{-\infty}^{\infty} \kappa_{g}(s,\theta) \frac{d\nu}{\nu_{b}}$$

$$= \left(\frac{\pi}{2}\right)^{\frac{5}{2}} \frac{2}{c} \frac{\nu_{p}^{2}}{\nu} \frac{s^{2}}{s!} \left(\frac{s^{2} \beta_{o}^{2} \operatorname{sen}^{2} \theta}{2}\right)^{s-1} \times (1 - \sigma |\cos \theta|)^{2}$$
(19)

3.3 Temperatura de brilho (*T_b*)

A equação de transferência radiativa é geralmente escrita em termos da intensidade específica $(I_v)^4$. Entretanto, nas frequências de rádio, em que $hv \ll kT$, é conveniente alterar as variáveis de I_v para Temperatura de Brilho (T_b) , onde h = constante de Planck (6,626 × 10^{-27} erg·s). Assim sendo, a Temperatura de brilho é uma forma de caracterizar a intensidade específica (I_v) de uma determinada frequência em termos da aproximação de Rayleigh-Jeans tal, que essa intensidade específica coincida com a intensidade específica da radiação do corpo negro na mesma frequência. Neste caso, o brilho está ligado às propriedades físicas do emissor, e sua unidade é simplificada para Kelvin (K) (RYBICKI; LIGHTMAN, 1979).

Dessa forma, a T_b é definida pela seguinte relação:

$$T_b = I_v \frac{c^2}{2v^2k} \tag{20}$$

A Equação 20 possibilita calcular T_b pela equação de transferência radiativa na forma

$$T_b = \int_0^\infty T \kappa_v \ e^{-\tau} dL \tag{21}$$

em que dL é o elemento de distância na direção do observador, e τ é a opacidade do meio, ou seja, a profundidade ótica, que pode ser definida como

$$\tau = \int_0^\infty \kappa_{\rm v} \, dL \tag{22}$$

onde κ_v é o coeficiente de absorção, utilizado para calcular a temperatura de brilho neste trabalho. Ele foi definido como a soma do coeficiente de absorção *bremsstrahlung* (κ_b) e do coeficiente de absorção girorressonante (κ_g), ou seja,

$$\kappa_{\rm v} = \kappa_b + \kappa_g \tag{23}$$

⁴Intensidade específica (I_v) é a quantidade de energia que atravessa uma superfície de área unitária por unidade de tempo por ângulo sólido por frequência (erg cm⁻² s⁻¹ Hz⁻¹ st⁻¹).

3.4 Determinação do Sol calmo (*S_c*)

O Sol calmo é as regiões da superfície solar onde não se observam manchas solares, *flares*, proeminências, filamentos e outros eventos oriundos de atividades magnéticas intensas. O Sol calmo mostra um padrão no formato de rede, chamado rede magnética, e está intimamente ligado à super-granulação, o maior padrão convectivo na superfície solar (RIEUTORD; RINCON, 2010).

A temperatura de brilho do Sol calmo das imagens utilizadas neste trabalho foi determinada pela análise de um histograma construído da matriz de temperaturas de brilho de cada imagem. No histograma fez-se um ajuste dos dados por uma gaussiana considerando os valores compreendidos entre $\pm 20\%$ do valor máximo encontrado. A temperatura de brilho que obteve o valor máximo de ocorrências é definida como a do Sol calmo.

A Figura 7 mostra a determinação do valor do Sol calmo em 17 GHz. O histograma do mapa observado em 17 GHz está representado pela cor preta. A curva azul mostra o ajuste gaussiano, e a linha vertical vermelha aponta onde foi determinado o Sol calmo, que, neste caso, foi de \sim 10400 K.

Figura 7 - Determinação do Sol calmo em 17 GHz, por meio de ajuste gaussiano (curva azul), no histograma (curva em preto) da matriz de temperaturas de brilho. A linha vertical vermelha aponta onde foi determinado o Sol calmo (~ 10400 K).



Fonte: o Autor

4 MODELOS DE ATMOSFERA SOLAR

Os modelos são análises matemáticas constituídas de equações diferenciais baseadas em princípios físicos, utilizados como instrumentos teóricos para investigar e/ou esclarecer uma realidade concreta. Os modelos de atmosfera solar são desenvolvidos para compreender as características básicas, como densidade de elétrons, temperatura cinética e intensidade do campo magnético pela comparação com imagens obtidas pelas observações.

4.1 Modelos de atmosfera para o Sol calmo

Visando obter-se uma melhor compatibilidade entre a teoria (Figura 2) e a observação em ótica, foram formulados alguns modelos empíricos e semi-empíricos. Dentre vários modelos de atmosfera solar propostos ao longo do tempo, Vernazza *et al.* (1973), Vernazza *et al.* (1976) e Vernazza *et al.* (1981) propuseram a série de modelos VAL e Fontenla *et al.* (1990), Fontenla *et al.* (1991) e Fontenla *et al.* (1993) propuseram a série de modelos FAL, ambos baseados nas observações de linhas espectrais. Estes modelos abrangem apenas da fotosfera até a região de transição.

Gabriel (1992), com uma geometria unidimensional, propôs um modelo da coroa do Sol calmo, ou seja, sem os efeitos das regiões magnéticas ativas, e proveniente tanto da teoria *ab initio* quanto na análise das intensidade das linhas espectrais. Outros autores apresentaram alguns modelos baseados em observações em rádio, como Zirin (1988) e Zirin *et al.* (1991). Apesar de concisos e fundamentados, estes modelos se mostraram falhos na tentativa de explicar as observações no continuo de rádio.

Selhorst *et al.* (2005a) propuseram um novo modelo (chamado de SSC) baseado em dados de alta resolução em 17 GHz, que considerasse a temperatura de brilho no centro do disco (1, 4 - 400 GHz), as medidas do raio e a distribuição de brilho perto do limbo (em 17 GHz). Eles apresentaram um modelo de atmosfera de Sol calmo, ignorando os efeitos dos campos magnéticos fortes das regiões ativas e com abrangência de toda a atmosfera solar, desde a fotosfera até a coroa.

No modelo, entre a superfície (base da fotosfera) até 1800 km (cromosfera) segue-se o proposto no modelo FAL C (FONTENLA *et al.*, 1993); a da região da cromosfera, entre 1800 a 3500 km é baseada no modelo de Zirin *et al.* (1991) e acima de 3500 km (região de transição e coroa) foram baseados no modelo Gabriel (1992). Eles consideraram que a atmosfera é basicamente composta de Hidrogênio (Z = 1, 178) para a radiação *bremsstrahlung*, e apenas a densidade de elétrons e prótons, uma vez que é muito maior do que a dos íons.

A Figura 8 mostra os gráficos do modelo de Selhorst *et al.* (2005a) em relação aos modelos utilizados para sua construção. O gráfico da Figura 8a retrata a variação da densidade de elétrons em relação à altura da atmosfera, comparando-se com os modelos utilizados. O gráfico da Figura 8b mostra a variação da temperatura cinética em relação à altura da atmosfera,

também comparado com os modelos de FAL C, Zirin e Gabriel (citados acima). O modelo possui um total de 800 pontos, suficientes para atingir alturas coronais de até $4,0 \times 10^4$ km e uma resolução espacial de 50 km, isto é, as densidades de elétrons e as temperaturas cinéticas são especificadas a cada 50 km.





Fonte: Selhorst et al. (2005a)

4.2 Modelos de atmosfera para regiões ativas

Diversos autores analisaram as regiões ativas e a emissão girorressonante em radiofrequências, bem como as intensidades do campo magnético coronal. Dentre eles, pode-se especificar alguns trabalhos que, de antemão, se resumem em:

- a emissão origina-se dos harmônicos 2 a 4;
- a emissão girorressonante em frequências maiores que ~ 10 GHz decorre de campos magnéticos com intensidades da ordem de 10^3 G;
- a polarização esteja na direção do modo extraordinário (modo-x), uma vez que ele tem emissão mais espessa que o modo ordinário (modo-o) para um dado harmônico, e
- esses campos magnéticos estão localizados próximos à região de transição.

Shibasaki *et al.* (1994) analisaram uma região ativa totalmente polarizada, com valores do campo magnético de até 2800 ± 300 G. A temperatura de brilho máxima da região foi de $2, 2 \times 10^5$ K. No entanto não conseguiram estimar a densidade de elétrons e a temperatura cinética da região por meio das medidas em raios X mole. Dessa forma, estimaram que a temperatura cinética acima da mancha solar era de $1, 5 \times 10^6$ K e a densidade de elétrons de 10^8 cm⁻³, o que resultou uma temperatura de brilho de $1, 9 \times 10^5$ K, semelhante ao valor observado. Eles apuraram que o principal mecanismo de emissão era a girorressonância com a emissão na faixa do terceiro harmônico e com o modo extraordinário dominante e que essa contribuição era três ordens de grandeza maior que a contribuição do quarto harmônico.

Yoshida e Tsuneta (1996) estudaram as temperaturas de regiões ativas em raios X, de abril a julho de 1992, com mapas de 2,5 segundos de arco de resolução, obtidos pelo SXT (*Soft X-ray Telescope*) a bordo do satélite Yohkoh. Eles identificaram dois grupos de estruturas de arcos magnéticos: i) arcos com poucas horas de duração e temperaturas superiores a 5×10^6 K, denominados transientes, que foram associados às estruturas mais elevadas ou estruturas de múltiplos arcos e ii) arcos quiescentes, com vida útil superior a meio dia e temperaturas compreendidas entre 3×10^6 e 5×10^6 K. Eles concluíram que o plasma dos arcos quiescentes são continuamente aquecidos o que mantém a temperatura do plasma, e o eventual aquecimento transitório, possivelmente devido à reconexão magnética, produz plasma com temperaturas que podem chegar até a 10^7 K.

Brosius *et al.* (1997) analisaram a emissão da região ativa AR 7563, de 17 de agosto de 1993, simultaneamente com as observações em raios X e extremo ultravioleta (EUV), obtidos pelo *Solar EUV and Rocket Telescope and Spectrograph* (SERTS) e em rádio frequências (1,465 e 5 GHz) usando o *Very Large Array* (VLA). Os autores apontam que é necessária a contribuição de giroemissão para produzir as intensidades de temperatura de brilho observadas, pois a emissão *bremsstrahlung* não é suficiente para produzir esses valores. O método que os autores utilizaram para determinar o campo magnético coronal foi calculado por meio de um modelo empírico baseado nas observações em EUV e raios X. As intensidades de campo magnético obtidos alcançaram valores até 2 vezes maiores que os valores obtidos em extrapolações potenciais do campo magnético da fotosfera. Outrossim, a maior parte da emissão girorressonante, em 20 e 6 cm, é proveniente do 3° e 4° harmônicos, respectivamente.

Kundu *et al.* (2001) estudaram o comportamento da AR 7515, obtida pelo NoRH em 17 GHz durante 10 dias, entre 23 de maio e 02 de junho de 1993, em que ocorreram mais de 30 pequenos *flares*. Eles sugerem que, geralmente na fase inicial do evento, ocorre uma curta emissão girosincrotrônica não térmica, em campos magnéticos fortes, com polarização circular. Em contrapartida, em eventos graduais e na fase de decaimento, a emissão é tipicamente *bremsstrahlung* térmico e é fracamente polarizada.

Vourlidas *et al.* (2006) estudaram 529 regiões ativas em 17 GHz entre julho de 1992 e julho de 1994. Eles constataram que é necessário um campo magnético na fotosfera maior que 2200 G para que o mecanismo de emissão de girorressonância fosse importante. Além disso, eles concluíram que regiões ativas com polarização acima de 30% possuem um centro de girorressonância acima delas e que a maior parte desta emissão vem de estruturas frias ($\sim 1 - 2 \times 10^5$ K), mas pode atingir alturas coronais em manchas maiores. Outrossim, eles mostraram que a emissão do mecanismo de girorressonância em 17 GHz era originada no 3° harmônico, onde a intensidade do campo magnético tem o valor em torno de 2000 G, o que já tinha sido concluído também por Shibasaki *et al.* (1994). A partir de uma variação do modelo SSC, Selhorst *et al.* (2008) desenvolveram um modelo de atmosfera solar para regiões ativas, no espaço 3D, que reproduzisse a emissão observada em radiofrequência, denominado modelo SSC-AR. O modelo considera a estrutura magnética da região ativa; a distribuição da densidade e da temperatura dentro do tubo de fluxo e a largura do tubo de fluxo. Eles obtiveram a estrutura do campo magnético por extrapolações de campos potenciais e livres de força dos magnetogramas observados pelo SOHO/MDI. O modelo SSC-AR confirmou que o terceiro harmônico da girorressonância dominava a emissão em uma região ativa altamente polarizada em 17 GHz, conforme proposto por Shibasaki *et al.* (1994) e Vourlidas *et al.* (2006). Por outro lado, a emissão de 34 GHz foi totalmente devida à *bremsstrahlung* térmica.

Alissandrakis *et al.* (2017) estudaram a estrutura de temperatura da cromosfera solar e compararam com modelos já existentes. Eles mediram a variação, do centro ao limbo, da temperatura de brilho (T_b) das imagens do ALMA em 100 e 239 GHz e buscaram calcular a temperatura cinética em função da profundidade óptica (τ). Eles encontraram as temperaturas de brilho de ~ 7250±170 e ~ 6180±100 K em 100 e 239 GHz, respectivamente. Destacaram, ainda, que as regiões de *plage*⁵ possuem as intensidades claramente destacadas, o que não ocorre com as regiões de fáculas ⁶ e de filamentos⁷.

Nita *et al.* (2015) desenvolveram o *software* GX_Simulator utilizando a linguagem IDL, que modela em 3D a atmosfera solar baseado em dados observacionais, com o objetivo de produzir imagens 2D em micro-ondas, em raios X. A rotina de extrapolação do campo magnético acima da fotosfera, baseado no campo livre de força, foi baseada no trabalho de Selhorst *et al.* (2005b). Eles analisaram a estrutura 3D de um pico inicial de uma *flare* solar observado em 4 de agosto de 2011, usando dados de diferentes observatórios espaciais e terrestres. A análise revelou um alto nível de complexidade do *flare* e permitiu quantificar o principal arco magnético do *flare* que produziu a maior parte das emissões não térmicas em micro-ondas e raios X. Eles concluíram que este arco magnético é claramente não potencial.

Em uma abordagem similar, Nita *et al.* (2018) aprimoraram o software GX_Simulator. Nesta nova versão do software, eles utilizam a extrapolação magnética 3D de um modelo de distribuição de densidade de elétrons e temperatura cinética atribuindo um perfil a cada elemento individual de volume (voxel). A rotina de extrapolação de campo livre de força linear é baseada no trabalho de Selhorst *et al.* (2005b), seguindo o método de Fourier rápido, proposto por Alissandrakis (1981). Eles analisaram como exemplo a AR 11072, aplicando a técnica de extrapolação *nonlinear force-free* (NLFFF) aplicada ao magnetograma obtidos pelo SDO/HMI de 23

⁵Plages são manchas brilhantes (quando observadas em H- α) localizadas na cromosfera solar próximas às manchas solares e são associadas à concentrações de campos magnéticos.

⁶Fáculas são áreas de gás mais quentes que a fotosfera solar causadas pelo campo magnético concentrado em feixes muito menores do que nas manchas solares. Elas são brilhantes quando observadas em luz branca e geralmente são vistas mais facilmente perto do limbo do disco solar.

⁷Filamentos são nuvens de gás ionizado acima da superfície solar, encontrados entre regiões magnéticas de polaridade oposta. Por serem mais frios e mais densos do que o plasma local, eles aparecem como linhas escuras quando o disco solar é observado em H- α .

de maio 2010 (11:58 UT). Nesse modelo, eles propuseram três perfis distintos para o Sol calmo (internetwork (IN), rede (NW) e rede avançada (ENW)) e quatro perfis distintos para regiões ativas (umbra (UMB), penumbra (PEN), *plage* (PL) e fácula (FA)), onde a região de transição varia entre \sim 1000 e 2000 km de altura na fotosfera. A Figura 9 mostra o resultado deste trabalho, distinguindo cada perfil com uma cor diferente, de acordo com a legenda apresentada no gráfico (a).

Figura 9 - Perfil atmosférico obtido por Nita *et al.* (2018): a) temperatura cinética; b) densidade de elétrons; c) fração de ionização e d) densidade de hidrogênio atômico, correspondendo cada cor a um perfil de atmosfera indicado na legenda do painel a: três perfis para o Sol calmo (internetwork (IN), rede (NW) e rede avançada (ENW)) e quatro perfis de regiões ativas (umbra (UMB), penumbra (PEN), *plage* (PL) e fácula (FA)).



Eles concluíram ainda que as imagens sintetizadas com a nova ferramenta apresentaram uma estrutura magneto-térmica suficiente para reproduzir simultaneamente os dados observados em EUV e em rádio.
5 DADOS OBSERVACIONAIS

Neste capítulo, serão retratados os dados observacionais utilizados no trabalho, juntamente com a descrição dos instrumentos que são suas fontes de aquisição. Os dados utilizados são de observações em rádio, que são feitas por um conjunto de antenas em solo, sendo possível a obtenção dos dados somente durante o período diurno do horário local onde se encontram as mesmas. Os outros dados, os magnetogramas e as imagens em ultravioleta, são obtidos por satélites, para evitar a alta absorção da atmosfera da Terra nesses comprimentos de onda.

A região ativa definida para a aplicação do modelo foi a AR 12470, no dia 17 de dezembro de 2015 - 14:51 UT, baseada no magnetograma obtido pelo SDO/HMI. Esta região foi selecionada devido à disponibilização dos mapas em radiofrequência, principalmente pelo ALMA, disponíveis durante o período de Verificação da Ciência. A aplicação da modelagem em um número maior de frequências (quatro, neste caso) tornou o modelo mais confiável.

5.1 Magnetogramas

Os magnetogramas são matrizes com os valores das intensidades do campo magnético da superfície solar, gerados mediante o cálculo do efeito Zeeman inverso, ou seja, efeito Zeeman que ocorre sobre linhas de absorção. Este efeito é resultado da interação do campo magnético com elétrons, alterando seu momento angular magnético e também seus níveis de energia. Se o spin do elétron estiver alinhado na direção do campo magnético, a energia do elétron aumenta; entretanto, se estiver alinhado na direção oposta, a energia diminui. Como cada mudança de energia coincide com uma mudança no comprimento de onda da luz emitida por este elétron, uma linha espectral, antes emitida em um único comprimento de onda (que seria a única linha espectral observada se não houvesse campo magnético), torna-se um grupo de linhas equidistantes da linha central. A separação é proporcional ao comprimento de onda da linha espectral e à intensidade do campo magnético \vec{B} . Se três linhas espectrais são vistas, a observação ocorre na direção paralela ao campo magnético e é onde se mede a componente longitudinal do campo.

A luz das linhas separadas terá uma orientação preferencial (polarização circular). A linha à direita indica campos magnéticos voltados para fora do Sol (polarização norte), e a linha à esquerda tem campos magnéticos voltados para dentro do Sol (polarização sul). A linha central tem polarização linear. A medida da intensidade da componente vertical (B_z) gera os magnetogramas longitudinais. Se o campo magnético for muito intenso, ele pode ser subestimado por haver saturação do efeito Zeeman.

Neste trabalho, foram utilizados os magnetogramas obtidos pelo HMI (*Helioseismic* and Magnetic Imager), um dos instrumentos a bordo do satélite SDO (*Solar Dynamics Ob-*

servatory). O satélite foi lançado em 2010, época do início do ciclo solar 24⁸. O instrumento opera no comprimento de onda em torno de 6173 Å (Fe I), que é uma linha cuja temperatura característica de excitação é de 6×10^3 K (PESNELL, 2017). Ele disponibiliza mapas em duas resoluções de *pixel*⁹, isto é, com a resolução de 2" e o tamanho de 1024 × 1024 *pixels*² e com a resolução de ~ 0,5" com o tamanho de 4096 × 4096 *pixels*², que foi a utilizada neste trabalho.

A Figura 10 mostra o magnetograma utilizado neste trabalho, obtido em 17/12/2015-14:51 UT com um raio aparente de 975'' (informado pelo próprio instrumento). Os pontos brancos representam os campos direcionados para fora do Sol (norte (+)), e os pontos pretos representam os campos direcionados para dentro do Sol (sul (-)).



Figura 10 - Magnetograma obtido em 17/12/2015-14:51 UT obtido pelo SDO/HMI.

Fonte: Pesnell (2017)

Os mapas em rádio e as imagens em EUV foram redimensionados para $4096 \times 4096 \ pixels^2$ para padronizar o tamanho e a resolução de 0,5'' com o do magnetograma, utilizando a razão entre a resolução do pixel do mapa e a resolução do pixel do magnetograma. Em seguida, cada mapa foi "rotacionado" para compensar a diferença de horas com o magnetograma, utilizando a velocidade angular na latitude do ponto central da região ativa no magnetograma.

⁸Uma das opções para *download* das imagens do SDO é o *site* http://sdo.oma.be/account/login?next=/wizard/ ⁹O *Pixel* é uma combinação, na língua inglesa, das palavras *Picture* e *Element*, ou seja, elemento da imagem.

5.2 Mapas em Rádio

Cada camada do Sol é observada em um comprimento de onda diferente. A emissão na faixa de radiofrequência é predominante na baixa atmosfera solar, objeto de estudo deste trabalho. A radiação de comprimentos de onda milimétricos é proveniente da fotosfera. A radiação de comprimentos de onda centimétricos tem origem na cromosfera e baixa coroa (2000 a 35000 MHz) e comprimentos de onda de decimétricos (500 a 2000 MHz) e métricos (25 a 500 MHz) têm sua origem na coroa, podendo atingir até 7×10^5 km acima da fotosfera solar (BARRON *et al.*, 1985).

5.2.1 Mapas em 17 GHz e em 34 GHz do Nobeyama Radioheliograph (NoRH)

Desde julho de 1992, o rádio telescópio *Nobeyama Radioheliograph* (NoRH) é utilizado para observação do Sol em 17 GHz (NAKAJIMA *et al.*, 1994) e em 34 GHz a partir de 1996 (TAKANO *et al.*, 1997). O arranjo é composto de 84 antenas parabólicas, de 80 cm de diâmetro cada uma, distribuídas em forma de um 'T', que se estendem até 490 m de comprimento na direção leste/oeste e 220 m de comprimento na direção norte/sul. O interferômetro possui resolução espacial de 10-18 segundos de arco em 17 GHz e metade desta resolução em 34 GHz. Possui 1 s de resolução temporal para o Sol calmo e 50 ms na observação de eventos (TAKANO *et al.*, 1997). A base de dados do NoRH disponibiliza mapas processados em intervalos de 10 min durante aproximadamente 8 horas por dia (~ 50 mapas/dia)¹⁰. Há praticamente dois ciclos de atividade solar em operação, o instrumento permite o estudo de fenômenos ao longo dos ciclos, como as variações do anel de abrilhantamento do raio solar e do número de regiões ativas (SELHORST *et al.*, 2003; SELHORST *et al.*, 2004; SELHORST *et al.*, 2014).

Os mapas de intensidade e de polarização do NoRH obtidos na frequência de 17 GHz (Figura 11a) são disponibilizados no tamanho de $512 \times 512 \ pixels^2$ e o tamanho do *pi*-*xel* é de 4,91". Os mapas em 34 GHz (Figura 11b), são disponibilizados no tamanho de $1024 \times 1024 \ pixels^2$ com a resolução do *pixel* de 2,45". Estes mapas são obtidos no limite de observação do instrumento, por isso eles apresentam ruídos em demasia em todo o mapa. Mesmo com a redução manual dos mapas, eles ainda apresentam ruídos, provavelmente devido às condições meteorológicas na época da observação (SHIMOJO *et al.*, 2006). Dessa forma, eles não apresentam as regiões com temperaturas de brilho bem definidas, apresentam apenas pontos mais claros que o restante do mapa.

Os mapas de intensidade das temperatura de brilho (T_b) são obtidos pela soma das medidas de polarização circular à direita (P_R) e à esquerda (P_L) , isto é,

$$T_b = P_R + P_L \tag{24}$$

¹⁰Os mapas encontram-se para download no site https://solar.nro.nao.ac.jp/norh/, no formato do padrão FITS.



Figura 11 - Mapas do NoRH, obtidos em 17/12/2015 a) em 17 GHz (02:44 UT) e b) em 34 GHz (02:45 UT).



Em seguida, a temperatura de brilho é normalizada para 10⁴ K conforme descrito em Shibasaki (1998), com base no modelo de Zirin *et al.* (1991), para ambas as frequências.

Os mapas de polarização em 17 GHz (P_{R-L}) são adquiridos pela diferença entre as polarizações:

$$P_{R-L} = P_R - P_L \tag{25}$$

e o grau de polarização (G_P) é

$$G_P = \frac{|P_{R-L}|}{T_b - 10^4} \tag{26}$$

É importante observar a polarização em 17 GHz, uma vez que a emissão giroressonante pode ser altamente polarizada conforme o harmônico em que é gerada (VOURLIDAS *et al.*, 2006). Nota-se uma polarização de \sim 94% na umbra da região ativa AR 12470, que é considerado um índice alto, sendo essa polarização na direção do modo extraordinário. A Figura 12 mostra a região ativa em 17 GHz com o índice de polarização em 30% e em 94%, delimitados com contornos na cor verde e vermelha, respectivamente.

Com base nos estudos de Shibasaki *et al.* (1994), de Vourlidas *et al.* (2006), de Selhorst *et al.* (2008) e outros, constata-se que a região ativa AR 12470 possui intensidades fotosféricas de campo magnético (> 2200 G) e índice de polarização (> 30%) suficientes para que ela tenha uma emissão girorressonante.

Figura 12 - Região ativa em 17 GHz, com os índices de polarização em 30%, delimitado por um contorno verde e, em 94%, delimitado por um contorno vermelho.



5.2.2 Mapas em 107 GHz e em 248 GHz do ALMA

O Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA) é um projeto norteamericano (NRAO), europeu (ESO) e do leste asiático (NAOJ) em cooperação com a República do Chile. O ALMA observa a região milimétrica e submilimétrica do espectro eletromagnético para a exploração da astrofísica geral, fornecendo imagens de alta resolução em bandas de frequência atualmente variando de 84 GHz a 950 GHz (300 mícrons a 3 mm). Está localizado no deserto do Atacama, no norte do Chile, a uma altitude de cerca de 5000 metros. O ALMA é uma rede interferométrica composta por 54 antenas de 12 metros de diâmetro e 12 com 7 metros de diâmetro, em operação desde o final de 2016, fazendo observações científicas do Sol (KOBELSKI *et al.*, 2016).

Os mapas do ALMA observados, em 107 GHz e 248 GHz, bandas 3 e 6, respectivamente, foram obtidos durante o período de Verificação de Ciência, compreendido entre 16 e 20 de dezembro de 2015. São seis mapas obtidos na Banda 3 (84-116 GHz) e outros três na banda 6 (211-275 GHz). A Figura 13 mostra os mapas ALMA, utilizados neste trabalho, em 107 GHz e em 248 GHz, do dia 17 de dezembro de 2015.

Os mapas em 107 GHz, utilizados neste trabalho, foram obtidos por uma única antena de 12 m de diâmetro, a qual oferece uma resolução espacial nominal de 58" (WHITE *et al.*, 2017). Esses mapas foram disponibilizados no tamanho de $400 \times 400 \text{ pixels}^2$ e resolução do *pixel* de 6" e uma temperatura média calculada em torno de 7400 K pelo ALMA.

Os mapas em 248 GHz, também, foram obtidos por uma única antena de 12 m de diâmetro, a qual oferece uma resolução espacial nominal de 25'' (WHITE *et al.*, 2017). Esses mapas foram disponibilizados no tamanho de $800 \times 800 \ pixels^2$ e resolução espacial de 3'' e uma temperatura média medida em torno de 6400 K.

Figura 13 - Mapas em a) 107 GHz e b) 248 GHz, obtidos em 17 de dezembro de 2015 pelo ALMA durante o período de Verificação da Ciência.



Fonte: Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA).

O ALMA tem o potencial de contribuir substancialmente para a física solar da baixa atmosfera, pois serve como um termômetro quase linear com alta resolução espacial e temporal, permitindo estudar a complexa interação de campos magnéticos e ondas de choque e processos dinâmicos ainda não conhecidos. Além disso, o ALMA desempenhará um papel importante no estudo das emissões energéticas associadas aos *flares* solares nas frequências sub-THz (KO-BELSKI *et al.*, 2016).

A Tabela 1 mostra um resumo dos dados técnicos e das especificações dos mapas em radiofrequência utilizados neste trabalho, lembrando que os mapas do ALMA foram obtidos por uma única antena (*single dish*) de 12 m de diâmetro.

Instrumente	Frequência	Resolução	Tamanho do	Resolução
Instrumento	(GHz)	espacial	mapa (<i>pixels</i>)	do <i>pixel</i>
NoRH	17	10,0"	512×512	4,91"
NoRH	34	7,5"	1024×1024	2,45"
ALMA	107	58,0"	400×400	6,00"
ALMA	248	25,0"	800×800	3,00"

Tabela 1 - Resumo dos dados técnicos e das especificações dos mapas em radiofrequência.

Fonte: o Autor

5.3 Imagens em ultravioleta

As imagens em ultravioleta (UV) e extremo ultravioleta (EUV) são utilizadas para estudar a morfologia e a evolução dos campos magnéticos na atmosfera do Sol, principalmente na alta cromosfera e na coroa solar. Também viabilizam estudar a interação desses campos

magnéticos com o plasma existente, tanto em densidade quanto em temperatura, que podem evoluir em escalas de tempo que variam de segundos a anos. As emissões em EUV têm uma temperatura típica em um intervalo 6×10^5 K a 2×10^7 K e podem gerar mapas de toda a coroa e demonstrar a estrutura de *flares* solares, por exemplo (LEMEN *et al.*, 2012).

Neste trabalho, as imagens em EUV são úteis para a determinação da torção magnética (α) na extrapolação do campo magnético. As linhas obtidas na extrapolação são comparadas com as linhas observadas nas imagens em EUV, para se obter uma maior veracidade na direção das linhas.

As imagens em ultravioleta utilizadas neste trabalho foram obtidas do AIA (*Atmospheric Imaging Assembly*), que é outro instrumento a bordo do satélite SDO, o qual disponibiliza imagens em vários comprimentos de onda observados na atmosfera solar. Dentre os comprimentos de onda disponibilizados pelo SDO/AIA, podem-se obter:

- imagens em 304 Å, que são formadas pela emissão de íons de He II, na cromosfera e região de transição a uma temperatura entre 5,0×10⁴ K até 8,0×10⁴ K. Essas estruturas aparecem como linhas escuras quando vistas em outras linhas de emissão. Mostram ainda áreas claras de plasma de alta densidade (PESNELL, 2017). A Figura 14a mostra uma imagem em EUV em 304 Å obtida pelo SDO/AIA no dia 17/12/2015 14:51 UT.
- imagens em 211 Å, que são formadas pela emissão de íons de Fe-XIV, a uma temperatura característica é de 2.0 × 10⁶ K. Este filtro mostra de maneira mais brilhante as regiões ativas, *flares* solares e ejeção de massa coronal. A Figura 14b mostra uma imagem em EUV obtida pelo SDO/AIA em 211 Å no dia 17/12/2015 14:51 UT.



Figura 14 - Imagem em EUV obtida pelo SDO/AIA em a) 304 Å e b) 211 Å em 17/12/2015 - 14:51 UT.

Fonte: Pesnell (2017)

- imagens em 171 Å, que são formadas pela emissão de íons de Fe IX, X, em temperaturas de 10⁶ K, e são localizados na base da coroa solar. Esse comprimento de onda mostra laços coronais (arcos que se estendem para fora do Sol, onde há fluxo de plasma ao longo das linhas do campo magnético) e ele é mais brilhante onde o campo magnético próximo da superfície é excepcionalmente forte (PESNELL, 2017). A Figura 15a mostra uma imagem em EUV obtida pelo SDO/AIA em 171 Å no dia 17/12/2015 14:51 UT.
- imagens em 193 Å, que são formadas pela emissão de íons de Fe XII, XXIV, em temperaturas de 10⁶ K, localizados na coroa solar e plasma quentes de *flares* (PESNELL, 2017). A Figura 15b mostra uma imagem em EUV obtida pelo SDO/AIA em 193 Å no dia 17/12/2015 14:51 UT.

Figura 15 - Imagem em EUV obtida pelo SDO/AIA em a) 171 Å e b) 193 Å em 17/12/2015 - 14:51 UT.





6 METODOLOGIA E PROCEDIMENTOS

O trabalho foi desenvolvido no ambiente operacional LINUX, utilizando a linguagem de programação IDL¹¹ (*Interactive Data Language*), por ser amplamente usada em Física Solar. Utilizou-se o suporte do pacote SolarSoftWare¹² (SSW), que é um conjunto de bibliotecas integradas de softwares, bases de dados e utilitários (escritos em IDL), que proporcionam uma programação comum e ambiente de análise de dados para a Física Solar. Além disso, foram desenvolvidas rotinas próprias para realização dos cálculos estatísticos, dos cálculos específicos para redução de dados e para elaborar os gráficos que representam os resultados obtidos.

Algumas simulações e matrizes foram calculadas em computadores de grande desempenho (*cluster*¹³). Eles foram utilizados para agilizar o processamento, para satisfazer a demanda de armazenamento em disco e a utilização de memória requerida por algumas rotinas do processamento. Alguns procedimentos que poderiam levar em torno de cinco meses para serem executados em um computador comum, se o mesmo dispusesse de memória suficiente, foram processados em um tempo médio de seis dias, com a utilização da pseudoparalelização, ou seja, com o compartilhamento de variáveis, executando simultaneamente até 200 processos do mesmo procedimento. Foram utilizados os *clusters* Hipercubo do IP&D e do Programa do Clima Espacial do Embrace (INPE).

Para se encontrar o modelo que mais se identificasse com as imagens observadas, foram utilizados os recursos do algoritmo genético (denominado Pikaia), desenvolvido em IDL por Charbonneau (1995). Algoritmos genéticos são métodos de investigação baseados na aproximação progressiva de um dado problema. O algoritmo genético incorpora em um ambiente computacional a noção biológica de evolução por meio da seleção natural, usando técnicas inspiradas pela biologia evolutiva como hereditariedade, mutação, seleção natural e recombinação. Este método é cada vez mais utilizado em ambientes computacionais, na inteligência artificial, em projetos de engenharia e nas ciências físicas. A rotina procura soluções para o problema proposto, encontrando o máximo ou o mínimo de funções (CHARBONNEAU, 1995). No presente trabalho, o propósito é encontrar o mínimo do método Chi quadrado (χ^2) e, consequentemente, encontrar também uma possível solução para o modelo.

Para tal, este trabalho foi desenvolvido nas seguintes etapas:

 análise estatística dos dados estudando os parâmetros físicos de algumas regiões ativas sem manchas, observadas durante o mínimo solar entre os ciclos 23 e 24 (2007 - 2010). O estudo baseou-se em mapas na frequência de rádio, em 17 *GHz*, obtidos pelo *Nobeyama Radioheliograph* (NoRH) e nos magnetogramas fornecidos pelo *Michelson Doppler Imager* (MDI), a bordo do SOHO (*Solar & Heliospheric Observatory*);

¹¹https://www.harrisgeospatial.com

¹²http://www.lmsal.com/solarsoft/

¹³*Cluster* é uma combinação de vários computadores para executarem grandes tarefas.

- 2) centralização da região estudada, colocando-a, de forma precursora, na linha de visada;
- cálculo da extrapolação dos campos magnéticos da fotosfera até alturas coronais, utilizando-se magnetogramas para se obterem os valores iniciais das intensidades dos campos magnéticos na fotosfera;
- comparação das extrapolações dos campos magnéticos com imagens em EUV, para que se possam ter os campos mais próximos do real, definindo, assim, o melhor α (definido na Seção 2.1).
- 5) realização de diversas simulações, com auxílio do algoritmo genético, com o objetivo de se encontrar o melhor perfil da distribuição de densidade de elétrons e de temperatura cinética da atmosfera que, ao final da transferência radiativa, melhor se adaptasse às temperaturas de brilho e à geometria das imagens observadas em radiofrequência. A utilização do algoritmo genético foi feita em toda a imagem conjuntamente e, também, em cada coluna obtida na extrapolação, separando os perfis de cada região analisada.

6.1 Região ativa modelada - AR 12470

A região ativa AR 12470, no dia 17 de dezembro de 2015, apresentou dois flares: C1.3 (pico às 05:33 UT) e C1.7 (pico às 12:35 UT). O magnetograma apresenta campos magnéticos com intensidades até 2300 G.

Para iniciar o trabalho, foi selecionada a região de modo que ela facilitasse e otimizasse o tempo de processamento dos cálculos da extrapolação magnética, ou seja, a seleção da área da região estudada deve conter o tamanho de $n \times n$, onde n é tal que $n = 2^m$ e m é um número inteiro positivo e diferente de *zero*. Por exemplo, n = 64, 128, 256, 512 ou 1024 *pixels*. Deve-se observar que, quanto maior o n, a capacidade e o tempo de computação também serão maiores.

Por se tratar de uma região ativa muito extensa, foi definido o valor de n = 1024 para abranger toda a região. A Figura 16a mostra o magnetograma, onde o quadrado na cor preta indica a área selecionada da região ativa AR 12470 centrada em 17,40°, -17,68° (latitude, longitude), o que corresponde ao tamanho de 516,4" × 516,4" (FOV - *field of view*). A Figura 16b mostra a região ativa em destaque. Os *pixels* pretos representam os campos magnéticos com a polaridade negativa que atingem intensidades até de 2300 G, e os *pixels* brancos caracterizam os campos com polaridade positiva que atingem intensidades até de 1360 G.

Para a radiofrequência de 248 GHz, o mapa foi obtido pelo ALMA em 17 de dezembro de 2015 às 14:52 UT. Primeiramente, o mapa foi corrigido em 8,99° para reposicionamento do norte do Sol, de acordo com o ângulo de posição. Em seguida, o mapa foi redimensionado para $4096 \times 4096 \ pixels^2$ (resolução de 0,5") e rotacionado em $-0,01^\circ$ em longitude, para que fosse adaptado ao magnetograma. A análise deste mapa aponta um Sol calmo (S_c) com o valor de ~ 6500 K, e o raio de 978", que foi definido como sendo a posição em que a temperatura de Figura 16 - a) magnetograma de 17/12/2015 às 14:51 UT com a região ativa estudada delimitada por um quadrado preto, centrada em 17,40°, -17,68° (lati, long) e b) região ativa em destaque 1024 × 1024 pixels² (FOV 516,4" × 516,4").



brilho cai para 50% do valor do Sol calmo, com base em Costa *et al.* (1999). A temperatura de brilho (T_b) máxima encontrada foi de ~ 7900 K, 22% acima do Sol calmo. Isso aponta uma variação menor que 1400 K entre essas temperaturas.

Considerando-se somente a região ativa, ela apresenta T_b entre 5600 e 7700 K, o que equivale a uma variação da temperatura de brilho de ~ 2100 K. As T_b das regiões de maior concentração de campos magnéticos (Figura 17a), com $|\vec{B}| > 1500$ G, variam entre 5800 e 6600 K (~ 14%), ressaltando que essas temperaturas estão próximas ao valor do Sol calmo. As regiões que apresentam temperaturas de brilho acima do Sol calmo (> 6500 K), foram delimitadas, por linhas brancas, na Figura 17b.

Para a radiofrequência de 107 GHz, o mapa foi obtido pelo ALMA em 17/12/2015 às 19:35 UT. O mapa foi rotacionado em 8,99° (ângulo de posição) e, posteriormente, foi também redimensionado para 4096 × 4096 *pixels*² (resolução de 0,5″) e rotacionado em $-2,85^{\circ}$ em longitude com o intuito de se padronizar com o magnetograma. A temperatura de brilho do Sol calmo possui um valor em torno de ~ 7400 K e, um raio de 982″, também definido segundo Costa *et al.* (1999). A temperatura de brilho (T_b) máxima de ~ 8400 K, variação de 13% acima do Sol calmo. Isso aponta uma variação menor que 1000 K entre essas temperaturas.

Considerando-se só a região analisada, ela apresenta T_b entre 6900 e 8200 K, o que equivale a uma variação de ~ 18% (~ 1300 K). As T_b das regiões de maior concentração de campo magnético com $|\vec{B}| > 1500$ G variam entre 7200 e 7650 K (~ 6%), ou seja, possuem uma variação em torno de 420 K e variam em torno do valor da T_b Sol calmo (Figura 18a). As regiões de maior brilho em 107 GHz variam entre 7600 e 8200 K (~ 7%) e apresentam um campo magnético máximo de ~ 1070 G (Figura 18b).

Figura 17 - AR 12470 obtida pelo ALMA em 248 GHz em 17/12/2015 às 14:52 UT: a) região contornada em azul é a região com maior concentração magnética e com $|\vec{B}| > 1500$ G e b) regiões que apresentaram $T_b > 6500$ K, delimitadas por polígonos brancos.



Figura 18 - AR 12470 obtida pelo ALMA em 107 GHz em 17/12/2015 às 19:35 UT: a) região contornada em azul é a umbra com $|\vec{B}| > 1500$ G e b) regiões com $T_b > 7700$ K contornadas na cor branca.





Os mapas em 34 e 17 GHz utilizados para este trabalho foram obtidos pelo NoRH em 17/12/2015, 02:45 UT e 02:44 UT, respectivamente. Eles também foram redimensionados para 4096 × 4096 *pixels*² (resolução de 0,5"). O mapa em 34 GHz foi rotacionado em 7,31° em longitude, com a finalidade de se ajustar o centro da região ativa com a do magnetograma. O Sol calmo encontrado foi de ~ 9500 K, e o raio de 987", calculado segundo Costa *et al.* (1999). A temperatura de brilho máxima (T_b) é de ~ 17900 K, 1,7 vezes acima do Sol calmo.

Considerando-se só a região analisada, ela apresenta T_b entre 6500 e 15400 K, o que equivale a uma variação de ~ 8900 K. A Figura 19a mostra a região ativa em 34 GHz com as regiões, cujos módulos dos campos magnéticos ($|\vec{B}|$) acima de 1500 G, delimitadas por polígo-

nos azul e branco. A Figura 19b mostra a região ativa em 34 GHz com as regiões com T_b acima de 12500 K (20% acima do Sol calmo em 17 GHz) delimitadas na cor branca.

Figura 19 - AR 12470 em 34 GHz, obtida pelo NoRH em 17/12/2015 às 02:45 UT: a) regiões contornadas em azul e branco, apresentam $|\vec{B}| > 1500$ G e b) regiões com T_b acima de 12500 K (20% acima do Sol calmo em 17 GHz), contornadas na cor branca.



Fonte: o Autor

O mapa em 17 GHz foi rotacionado em 7,31° em longitude, com o intuito de ser compatibilizado com o magnetograma. O Sol calmo encontrado tem um valor de ~ 10400 K, e o raio de 991", também determinado segundo Costa *et al.* (1999). A temperatura de brilho (T_b) alcança um valor 6,3 vezes acima do Sol calmo, atingindo o valor de ~ 6,8 × 10⁴ K. Isso aponta uma variação de ~ 5,7 × 10⁴ K entre estas temperaturas.

Considerando-se a região analisada, ela apresenta T_b entre $7,8 \times 10^3$ e $6,8 \times 10^4$ K, o que equivale a uma variação de mais de 60000 K dentro dessa área. A Figura 20a mostra regiões com de campos magnéticos ($|\vec{B}|$) acima de1500 G e que atingem até 2300 G. A região de maior brilho, delimitada na cor azul, apresenta temperaturas que variam entre $5,3 \times 10^4 a 6,8 \times 10^4$ K, ou seja, possuem uma variação de $\sim 1,5 \times 10^4$ K. As regiões com temperatura de brilho 20% acima do Sol calmo são mostradas na Figura 20b delimitadas por polígonos na cor branca.

As temperaturas de brilho das regiões onde se encontram os campos magnéticos mais fortes em 107 GHz e 248 GHz possuem valores abaixo ou próximos ao Sol calmo, ou seja, possuem temperaturas de brilho mais baixas e são mais escuras que outras regiões, o que não acontece em 17 GHz, onde essas mesmas regiões apresentam as maiores temperaturas de brilho e, portanto, são mais brilhantes.

Figura 20 - AR 12470 em 17 GHz, obtida pelo NoRH em 17/12/2015 às 02:44 UT: a) região contornada em azul é a umbra com $|\vec{B}| > 1500$ G e b) regiões com $T_b > 12500$ K contornadas na cor branca.



Fonte: o Autor

A Tabela 2 mostra os principais dados dos mapas observados em radiofrequência apresentados nesta Seção, e a Tabela 3 mostra os dados da observação da região ativa selecionada.

Frequência (GHz)	Instrumento	Rotação longitudinal (graus)	Sol Calmo (K)	Raio (arcsec)	T_b max (K)
248	ALMA	-0,01	6500	978	7900
107	ALMA	-2,85	7400	982	8400
34	NoRH	7,31	9500	987	17900
17	NoRH	7,31	10400	991	68000

Tabela 2 - Dados dos mapas observados em radiofrequência.

Fonte: o Autor

Tabela 3 - Dados da observação da região ativa selecionada (AR 12470) para cada frequência.

Frequência	T_b Mínima e	Variação	T_b onde
(GHz)	máxima (K)	(K)	B >1500 G (K)
248	5600 a 7700	2100	5800 a 6600
107	6900 a 8200	1250	7200 a 7650
34	6500 a 15400	8900	
17	7800 a 68000	60000	53000 a 68000

Fonte: o Autor

Nesta Seção, serão descritos os procedimentos utilizados na elaboração do modelo proposto.

6.2.1 Regularização da região ativa

Inicialmente, a região ativa foi centrada no disco solar, ou seja, deslocada em latitude e longitude para o centro do disco, como se fosse efetuada uma rotação da esfera solar. Este procedimento procura colocar a AR na linha de visada para tornar o espaçamento lateral entre *voxels* equidistantes.

Para centralizar a região toma-se como base o centro de coordenadas heliográficas da região selecionada. Este ponto é transladado para o ponto central do disco solar por meio de seu ângulo vetor, ou seja, por meio do ângulo do ponto em relação ao eixo Z, com vértice no centro do Sol. Os demais *pixels* são deslocados utilizando-se esse mesmo método. Esse procedimento coloca todos os pontos em um cubo regular, levando-se em consideração o raio e a curvatura do Sol.

Com este procedimento de centralização, as intensidades do campo magnético da região ativa, vistos na linha de visada, possuem grandezas diferentes das medidas originais observadas. Assim, na região centralizada, o $|\vec{B}|$ apresentou o valor máximo de ~ 2500 G.

A Figura 21a mostra uma representação gráfica da centralização da região ativa: o polígono de cor marrom é a localização original da região ativa, e o polígono de cor verde é a região já centralizada. A região centralizada é mostrada na Figura 21b, na qual os pontos vermelhos representam a polaridade positiva (norte), e os pontos azuis representam a polaridade negativa (sul).

6.2.2 Extrapolação do campo magnético

Uma vez centralizada a região, a próxima etapa foi efetuar a simulação da estrutura magnética da região ativa selecionada. Para isso, a extrapolação do campo magnético foi feita até que se encontrasse o melhor α . A melhor configuração é aquela em que a geometria das principais linhas de campo magnético estejam mais próximas visualmente das linhas das imagens observadas em EUV. A rotina foi desenvolvida em IDL, inicialmente por J. E. R. Costa e T. S. N. Pinto e, em seguida, utilizada por Selhorst *et al.* (2005b), baseada nos trabalhos de Nakagawa e Raadu (1972) e de Seehafer (1978). O cálculo parte da componente do campo magnético normal à superfície da região ativa (\vec{B}_z) e determina os arcos magnéticos acima da superfície solar, tanto para o campo potencial ($\alpha = 0$) quanto para o campo livre de força ($\alpha \neq 0$).

O resultado desta etapa é um cubo de intensidades para cada uma das componentes do vetor campo magnético $(\vec{B}_x, \vec{B}_y \in \vec{B}_z)$. A base deste cubo tem as mesmas dimensões da área

da região ativa selecionada (neste caso, n = 1024), e a altura pode ser definida pelo usuário no início do procedimento; de modo geral, a altura também é igual a n.

Figura 21 - a) Representação gráfica da centralização da região ativa selecionada, mostrando as distorções no polígono selecionado que não é mais regular. A localização original da região é representada pelo polígono marrom e a região já centrada é representada pelo polígono verde; b) região ativa centrada e regularizada: os pontos vermelhos representam a polaridade positiva e os pontos azuis representam a polaridade negativa.



6.2.3 Reconstrução das linhas de campo magnético

Na rotina seguinte foram determinadas as coordenadas espaciais das linhas de campo na atmosfera. Estas coordenadas, das componentes dos campos magnéticos \vec{B}_x , \vec{B}_y e \vec{B}_z são calculadas somente onde o módulo do campo magnético na fotosfera (pés das linhas) for superior a um valor mínimo ($|\vec{B}|_{z min} = 200$ G, para este modelo), ou seja, as coordenadas espaciais são calculadas somente para os arcos magnéticos que são de interesse para o modelo.

Estando já definidas as linhas, uma matriz tridimensional é criada para armazenar as posições (*x*,*y*) e o valor do campo magnético dos pés de cada *voxel* na fotosfera, quando estes estiverem dentro dos limites da região delimitada inicialmente. Os procedimentos para cálculos da matriz tridimensional, feitos em IDL, foram adaptados para trabalhar em uma programação "pseudoparalela", ou melhor, a matriz que armazena as posições (*x*,*y*) e o valor do campo magnético dos pés de cada *voxel* na fotosfera é dividida em várias partes. Estas partes são processadas paralelamente em um *cluster* compartilhando os dados entre si. Isso se deve ao fato de a matriz para o cubo de $1024 \times 1024 \times 1024 (1,073 \times 10^9)$ *voxels* ser muito grande, e de um computador comum não ter capacidade de trabalhar e armazenar esses dados. Somando-se os arquivos temporários de trabalho e os arquivos finais, pode-se estimar que o tamanho total de espaço em disco ultrapassou 100 Gigabytes. Ao final do processamento, a matriz (cubo) é unificada novamente.

6.2.4 Eliminação da curvatura esférica do Sol

Um novo cubo é construído com base na matriz resultante, onde é retirada a curvatura esférica do Sol. Este procedimento foi necessário porque, com a regularização do cubo em sua centralização, muitos *voxels* ficaram abaixo da superfície do Sol, como se o cubo tivesse sido introduzido na própria esfera solar, para que o *voxel* mais distante ocupasse o primeiro ponto do cubo. A Figura 22 mostra o cubo visto de lado, onde a intensidade das cores representam a somatória dos *voxels* com linhas de campo na direção lateral (eixo y): a) antes e b) após a remoção da curvatura do Sol, com efeito, quanto mais escura for a região, maior será a concentração de campos magnéticos.

Figura 22 - a) Matriz original de localização das linhas de campo magnético da região ativa, mostrando



Fonte: o Autor

Para efeito de comparação e conferência, a Figura 23a mostra a primeira linha de *voxels* do eixo *z*, ou seja, a superfície solar construída, que pode ser correlacionada com os valores absolutos das intensidades dos campos magnéticos ($|\vec{B}|$) obtidos do magnetograma (Figura 23b). Pode-se constatar aqui que o cubo segue o mesmo padrão e a mesma geometria do magnetograma.

Para facilitar a transferência radiativa e agilizar o processamento, optou-se por construir mais um cubo contendo apenas *zeros* e *uns* (denominado, a partir de agora, de máscara). Neste novo cubo, oriundo do cubo sem a curvatura esférica solar, preencheram-se os *voxels* pertencentes à região ativa com o valor *um* e os demais, considerados como Sol calmo, com o valor *zero*. Além disso, este cubo pode ser alterado várias vezes delimitando-se os valores das intensidades dos campos magnéticos, sem a necessidade de que sejam efetuadas novamente todos os procedimentos anteriores, que demandam a maior parte do tempo de processamento,



Figura 23 - Comparação entre a) a primeira linha do eixo *z* (superfície solar) e b) os valores absolutos do magnetograma da região ativa 12470 em estudo.



ou seja, os limites inferiores e superiores das intensidades do campo podem ser alterados para obtenção da máscara que satisfaça os objetivos do estudo proposto.

Na extrapolação, foi definido um valor mínimo de $|\vec{B}| > 200$ G na superfície solar; entretanto, ao construir a máscara, foram considerados somente os campos $|\vec{B}| > 250$ G, pois foi apurado que campos menores fariam pouca diferença nos resultados finais e estavam consumindo tempo no processo.

Este cubo resultante, de *zeros* e *uns*, foi utilizado como ponto de partida para a realização de todos os cálculos da transferência radiativa. Ele aponta aos programas seguintes a geometria dos arcos magnéticos, indicando onde é região ativa e onde é Sol calmo. Da máscara descendem cinco cubos de dados, cada um contendo os respectivos valores 1) da densidade de elétrons, 2) da temperatura cinética, 3) do coeficiente de absorção *bremsstrahlung*, 4) do coeficiente absorção girorressonante e 5) da profundidade ótica (τ).

Os cubos, com os perfis de densidade de elétrons e de temperatura cinética, foram preenchidos utilizando-se os valores do modelo SSC (SELHORST *et al.*, 2005a) nos locais onde a máscara foi preenchida com o valor *zero*, ou seja, nas localizações do Sol calmo, de acordo com as respectivas alturas da atmosfera. Nesses mesmos cubos, onde a máscara possui o valor *um*, ou seja, onde apontam a localização de região ativa, foram preenchidos com os perfis encontrados nas melhores combinações feitas pelo algoritmo genético a cada execução do mesmo.

6.2.5 Recursos do algoritmo genético

Foram permitidos ao algoritmo genético cinco graus de liberdade para que ele fizesse as combinações necessárias: dois para o perfil de densidade de elétrons (escala e fator), dois para o perfil de temperatura cinética (escala e fator) e, definido posteriormente, um para a altura da região de transição (hr).

A escala aplicada ao perfil de densidade de elétrons (a_d) e ao perfil da temperatura cinética (a_t) é o grau de liberdade que permite ao algoritmo genético variar a inclinação das curvas nos perfis do modelo SSC. O fator aplicado ao perfil de densidade de elétrons (b_d) e ao perfil da temperatura cinética (b_t) é o grau de liberdade que permite ao algoritmo genético alterar o valor do primeiro ponto das curvas nos perfis do modelo SSC. O quinto grau de liberdade (Δh) permitiu alterar a altura da região de transição, que está inicialmente em 3500 Km da superfície solar no modelo SSC. Estas cinco variáveis constroem novos perfis de densidade de elétrons e de temperatura cinética, a fim de alterá-los e transformá-los em perfis para um modelo de região ativa.

Dois exemplos que alteram a escala da densidade de elétrons (a_d) , são mostrados na Figura 24a, e dois exemplos que alteram o fator (b_d) são mostrados na Figura 24b. A densidade de elétrons do modelo SSC é representada pela curva preta. A curva vermelha mostra um aumento da escala ou do fator, e a curva azul mostra uma redução da escala ou do fator, em seus respectivos gráficos.

Figura 24 - Demonstração da variação do perfil de densidade de elétrons a_d (em escala) e b_d (em fator). A curva preta representa o modelo SSC, a curva vermelha mostra aumento da escala ou do fator, e a curva azul representa redução dos mesmos.



A Figura 25a exemplifica duas variações dos índices que alteram a escala da temperatura (a_t), e a Figura 25b exemplifica duas modificações dos índices que alteram o fator da temperatura (b_t). A curva vermelha exprime um aumento da escala ou do fator, e a curva azul exprime uma redução da escala ou do fator, em seus respectivos gráficos. A curva preta retrata o perfil de temperatura do modelo SSC.

A Figura 26 mostra dois exemplos da variação da região de transição. No primeiro exemplo foi aplicado o índice $\Delta h = 0,30$, e no segundo exemplo foi aplicado o índice $\Delta h = 0,65$ nos perfis de densidade de elétrons (Figura 26a) e temperatura cinética (Figura 26b). No primeiro exemplo resultou a modificação da região de transição para 1050 km (curva pontilhada

vermelha), e no segundo exemplo para 2275 km (curva pontilhada azul), respectivamente.

Figura 25 - Demonstração da variação do perfil de temperatura cinética em escala (a_t) e em fator (b_t) . A curva preta retrata o modelo SSC, as curvas vermelha e azul mostram aumento ou redução, respectivamente; em escala e em fator.





Figura 26 - Demonstração da variação da região de transição (Δh) encontrada no modelo SSC. A curva vermelha mostra a variação da região de transição com $\Delta h = 0, 30$, levando-a para 1050 km. A curva azul mostra a variação da região de transição com $\Delta h = 0, 65$, levando-a para 2275 km. A curva preta retrata o modelo SSC.



Fonte: o Autor

A execução do método de investigação do algoritmo genético consiste em se efetuarem diversas iterações (gerações) entre as cinco variáveis, delimitadas com valores mínimos e máximos para cada uma delas. As 100 primeiras iterações são feitas randomicamente. A partir disso, são feitas mais 1000 (ou 2000) iterações, de acordo com o definido no início do programa. Estas gerações são feitas combinando as rodadas feitas aleatoriamente e os melhores resultados encontrados no decorrer do processamento do Pikaia.

Em cada geração, os *voxels* das regiões consideradas ativas (onde a máscara possui o valor *um*) foram preenchidos com os perfis de densidade de elétrons e de temperatura cinética estabelecidos pelo algoritmo genético. Utilizando esses perfis, foram calculados os cubos da

absorção *bremsstrahlung* e da girorressonância, bem como suas respectivas profundidades óticas (τ), de acordo com os procedimentos descritos no Capítulo 3. Em seguida foi calculada a transferência radiativa, definindo a temperatura de brilho para cada coluna do cubo. As matrizes resultantes em 248, 107, 34 e 17 GHz possuem a mesma resolução e tamanho dos cubos utilizados no processo. Estas matrizes, então, são convoluídas para 25", 58", 7,5", e 10", respectivamente, em consonância com a resolução de cada instrumento da observação, descritos no Capítulo 5. Isso ocorre com gaussianas bidimensionais com meias larguras iguais às dos feixes do interferômetro para que tenham as mesmas resoluções espaciais das imagens observadas.

A escolha dos melhores perfis é feita e refinada pelo algoritmo por meio da comparação da menor distribuição qui-quadrada (χ^2) em relação às imagens observadas a cada interação. A cada rodada, são herdados os melhores parâmetros (filhos) para uma nova rodada.

Assim, o Pikaia processou diversas vezes, várias combinações, até que se chegasse a um resultado favorável que se pudesse propor um modelo que satisfizesse o maior número possível de frequências para assegurar a precisão do modelo construído.

Um fluxograma do processamento principal foi construído para demonstrar e facilitar o entendimento de toda a modelagem produzida. Este fluxograma é demonstrado na Figura 27. Na parte superior da figura é demonstrada a representação gráfica da rotina principal e na parte inferior, a rotina de construção do modelo, que é usada pela rotina principal.

Início contagem de vezes (v2) Preenchimento da máscara com os perfis de densidade de elétrons e temperatura cinética do Sol calmo (SSC), quando a máscara possui valor zero. seleção, escolha e combinação das variáveis a partir do menor qui-quadrado contagem de vezes (v1) rotina de construção do seleção aleatória pelo algoritmo modelo dos graus de liberdade das variáveis Não vezes rotina de = 1000 construção do modelo Sim indica o melhor resultado Não vezes Sim = 100 Fim Rotina de construção do modelo Início Preenchimento da máscara com os perfis comparação da imagem obtida de densidade de elétrons e temperatura com a imagem observada e cinética definidos pelo software, quando cálculo do qui-quadrado a máscara possui valor um. armazenamento cálculo dos cubos de bremsstrahlung para dos dados cada frequência e de girorressonância obtidos para 17 GHz e τ (tau) transferência radiativa para cada coluna do cubo definindo a imagem resultante Fim



7 RESULTADOS E DISCUSSÕES

A escolha de n = 1024 *pixels* foi de um tamanho suficiente para abranger toda a região ativa. Essa escolha deve ser muito cuidadosa pois, quanto maior for a região, maior será o tempo de processamento e a utilização de espaço para armazenamento dos dados. Além disso, regiões muito próximas do limbo ou regiões muito grandes podem distorcer alguns valores na centralização da região, uma vez que isso aumentará o ângulo vetor e a curvatura da calota esférica que serão usados para obtenção da intensidade do campo magnético na linha de visada.

Após centralizada a região ativa, foram feitas algumas extrapolações magnéticas. A cada extrapolação, as linhas de campo obtidas foram comparadas, por inspeção visual, com as imagens em EUV até que se determinasse o melhor valor de α (vide Seção 2.1). A Figura 28a mostra algumas linhas de campos magnéticos obtidas no procedimento de extrapolação com $\alpha = -0,005$, que foi a configuração adotada neste trabalho. Pode-se perceber que as principais linhas extrapoladas possuem praticamente as mesmas direções dos arcos magnéticos observados na imagem em EUV (171 Å) obtida pelo SDO/AIA, como mostra a Figura 28b.

Figura 28 - a) Linhas de campo magnético obtidas na extrapolação do magnetograma da AR 12470, considerando-se $|\vec{B}|_{z\ min} = 200$ G e $\alpha = -0,005$ e b) imagem em 171 Å obtida pelo SDO/AIA.



Fonte: o Autor

Como foi apresentado anteriormente, a região ativa no magnetograma apresentou o módulo máximo da intensidade do campo magnético ($|\vec{B}|$) acima de 2300 G, e diante da linha de visada esse valor máximo foi de ~ 2500 G. Na extrapolação, a intensidade de campo magnético apresentou um valor máximo de $|\vec{B}|_{max} = 2580$ G na fotosfera, o que demonstra que a extrapolação apresenta valores compatíveis com o magnetograma obtido pelo SDO/HMI.

O cubo de intensidades de campo magnético resultante foi utilizado como base para os procedimentos de cálculos da girorressonância, consequentemente, da transferência radiativa

e da temperatura de brilho das áreas que geraram esse mecanismo de emissão. Outrossim, a geometria da disposição dos arcos magnéticos foi aplicada para a localização dos *voxels* considerados da região ativa.

Lembrando que a temperatura de brilho, calculada neste trabalho, foi encontrada utilizando-se os perfis de densidade de elétrons (n_e) e temperatura cinética (T), encontrados para cada caso; os coeficientes de absorção *bremsstrahlung* (κ_b) e girorressonante (κ_g) térmicos, utilizando a Equação 14 e a Equação 19, respectivamente; a opacidade ótica (τ), por meio da Equação 22 e, por fim, a temperatura de brilho (T_b), conforme a Equação 21.

Como exemplo, foi calculada a temperatura de brilho para o Sol calmo de cada radiofrequência analisada, utilizando-se os perfis de densidade de elétrons e temperatura cinética encontrados pelo modelo. O resultado mostrou que essas temperaturas corresponderam claramente aos valores das temperaturas de brilho determinadas por meio das imagens observadas.

A Figura 29 mostra o gráfico do cálculo do Sol calmo feito pelas rotinas deste trabalho, para as frequências compreendidas entre 1,4 e 405 GHz (curva preta), destacando as frequências de 17, 34, 107 e 248 GHz. Os losangos vermelhos mostram, as medidas do Sol calmo observado pelo NoRH (17 e 34 GHz) e pelo ALMA (107 e 248 GHz), demonstrando que os cálculos refletiram os valores das imagens observadas, e estão de acordo com com os resultados previamente publicados por Selhorst *et al.* (2005a), Selhorst *et al.* (2019).

Figura 29 - Temperaturas de brilho do Sol calmo (curva preta) associadas às temperaturas observadas (losangos vermelhos). Em destaque, as temperaturas das frequências de 17, 34, 107 e 248 GHz.



7.1 Resultados preliminares

Iniciaram-se as rodadas do algoritmo genético, que preencheu corretamente os cubos de densidade de elétrons e temperatura cinética com as simulações feitas pelo Pikaia, e calcularam-se os valores do coeficiente de absorção, bremsstrahlung, do coeficiente absorção girorressonante e da profundidade ótica. Esses cubos mostraram resultados que permitiram a realização da transferência radiativa.

Após as primeiras rodadas do algoritmo genético, percebeu-se a morosidade do processamento por causa do tamanho do cubo. Por isso, os cubos e as imagens foram redimensionados para 256 × 256 pixels², passando a ter a resolução de ~ 2". A altura dos *voxels* (h_z) que adotavam a resolução do magnetograma (360 km), foi interpolada, alterando, assim, a resolução para 50 km. Esse procedimento visou aumentar a resolução da altura do *voxel* de acordo com a resolução do modelo SSC. Destes, foram utilizados os 128 primeiros *voxels*, ou seja, os cálculos foram feitos até 6350 km de altura, valor suficiente para atingir alturas coronais. Esses procedimentos foram necessários para otimizar o tempo de processamento de cada ciclo do algoritmo genético, sem que prejudicasse o resultado final.

As primeiras rodadas de execução do algoritmo genético (conforme Seção 6.2.5) foram feitas levando-se em consideração um só perfil para toda a região ativa a cada execução. Nelas, o algoritmo genético trabalhou com um intervalo maior para os graus de liberdade, tanto para a densidade de elétrons quanto para a temperatura cinética. A altura da região de transição era predeterminada uma só vez no início do processamento, definida com base nos valores encontrados nos modelos apresentados por outros estudos (*e.g.* Fontenla *et al.* (1999) e Vourlidas *et al.* (2006)). A cada nova rodada, os intervalos dos graus de liberdade eram ajustados com os melhores resultados obtidos.

Os resultados não foram satisfatórios; então, foi adicionado ao algoritmo um outro grau de liberdade, que permitiria a variação da região de transição nos cálculos. Com os cinco graus de liberdade, o algoritmo demonstrou mais eficiência, porém, os resultados ainda não se aproximavam dos mapas observados, mesmo depois de várias execuções e manipulando-se os limites das variáveis que o algoritmo podia trabalhar.

Para exemplificar, é apresentado o resultado de uma rodada desta etapa. Nela, a escala e o fator da densidade de elétrons ($a_d e b_d$) e da temperatura cinética ($a_t e b_t$) poderiam variar no intervalo entre 20% (abaixo do perfil SSC) e 30% (acima do perfil SSC). A região de transição foi definida em 2200 km de altura da fotosfera solar, ou seja, 62,86% da altura da região de transição do modelo SSC. A Tabela 4 mostra os limites dos graus de liberdade estipulados nesta etapa.

		Densidade de		Temperatura		Região de
		elétrons (cm ⁻³)		cinética (K)		transição
		Fator	Escala	Fator	Escala	Altura
Região ativa	Mínimo	0,80	0,80	0,80	0,80	0,6286
	Máximo	1,30	1,30	1,30	1,30	0,6286

Tabela 4 - Intervalo de parâmetros utilizadas para uma execução do algoritmo genético, em que se considerou o mesmo perfil para toda a região ativa.

Neste exemplo, os perfis encontrados pelo algoritmo genético da menor distribuição qui-quadrada foi de uma variação da curva de densidade de elétrons de $\sim 28\%$ e de $\sim 29\%$, em fator e escala, respectivamente. O fator da temperatura cinética permaneceu estável, e a escala variou até $\sim 3\%$ acima do perfil SSC. A Figura 30 mostra os perfis de densidade de elétrons (Figura 30a), e temperatura cinética (Figura 30b) encontrados nesta execução do Pikaia. Nos gráficos, o modelo SSC é representado por uma curva preta e os perfis modelados são representados por uma curva pontilhada na cor vermelha.

Figura 30 - Perfil a) de densidade de elétrons e b) de temperatura cinética obtidas em uma simulação, utilizando-se somente um perfil para toda a imagem.



Fonte: o Autor

Com esses perfis de densidade de elétrons e temperatura cinética, foram encontradas as temperaturas de brilho para cada imagem observada. A origem da emissão em todas as frequências (onde $\tau \sim 1$) é apresentada na Figura 31. As curvas pontilhadas mostram a emissão para o Sol calmo e as curvas contínuas mostram a emissão para a região ativa. Cada cor caracteriza uma frequência diferente de acordo com a legenda: 248 GHz na cor verde, 107 GHz na cor azul, 34 GHz na cor amarela e 17 GHz na cor vermelha. É possível observar nessa simulação que, para cada frequência, a origem da emissão da região ativa ocorre acima da emissão do Sol calmo, o que não era esperado, com base em estudos anteriores encontrados na literatura.

A Figura 32 mostra as imagens obtidas nessa modelagem, que considera um único modelo de atmosfera para toda a região ativa. Observando-se as imagens, é notório que o algoritmo considerou a mesma tendência para todas elas, levando-se em consideração apenas a disposição da máscara (de *zeros* e *uns*) para calcular as temperaturas de brilho da coluna. Com isso, a geometria das imagens não apresentaram correlação com com as imagens observadas.

A Tabela 5 mostra as temperaturas de brilho (T_b) máximas resultantes. Em princípio, as temperaturas obtidas para o ALMA (248 e 107 GHz) apresentaram valores compatíveis com a faixa de valores de cada frequência observada. Entretanto, acredita-se que elas não estejam de acordo com o resultado esperado, considerando-se a análise da morfologia obtida para as imagens que não estão correlacionadas com o que foi observado. Além disso, as imagens em 34

Figura 31 - Profundidade ótica (τ) resultante do modelo inicial, que considerou um só perfil de atmosfera para toda a região analisada.



Fonte: o Autor

Figura 32 - Imagens obtidas considerando toda a região com um único modelo de atmosfera: a) 248 GHz,
b) 107 GHz, c) 34 GHz e d) 17 GHz. Todas as imagens seguem uma mesma tendência no cálculo da temperaturas de brilho, independentemente da frequência.



(a) Fonte: o Autor

e em 17 GHz não atingiram seus valores de temperatura máxima, apenas cerca de 20% acima do Sol calmo, o que indica que essa simulação não resolveu o mecanismo de giroemissão.

Tabela 5 - Temperaturas de brilho encontradas na simulação de um único perfil de atmosfera para região ativa.

Frequência (GHz)	248	107	34	17		
$T_{b_{max}}(K)$	7188	8394	10902	12765		

Fonte: o Autor

7.2 Resultados finais

Diante disso, o modelo foi revisado e passou por alguns ajustes e modificações. A escolha dos perfis de densidade de elétrons e temperatura cinética passou a ser feito a cada coluna, e não mais para a imagem toda. Dessa forma, a comparação entre as temperaturas de brilho encontradas com as dos mapas observados passaram a ser feitas coluna por coluna e não mais da imagem inteira. Esse procedimento gerou inicialmente ~ 28 mil perfis diferentes de atmosfera. Esses perfis foram sendo refinados e as faixas limítrofes dos graus de liberdade reduzidas, até que se encontraram os melhores perfis que atendessem ao maior número de colunas do modelo. Desta forma se encontraram os perfis que satisfizessem regiões específicas da área modelada.

Esses perfis agruparam-se em três áreas diferentes, que foram associadas à umbra, à penumbra e às demais colunas. Com isso, foram criadas três faixas diferentes para as variáveis utilizadas pelo algoritmo, de acordo com a região em que se encontrasse a coluna. Efetivamente, o algoritmo passou a trabalhar com quinze graus de liberdade, ou seja, cinco para cada uma das três áreas definidas.

Doravante, a coluna foi definida como umbra onde o primeiro *voxel*, correspondente no cubo do $|\vec{B}|$, tivesse valor maior ou igual a 1500 G (~ 150 colunas). Entre 1000 e 1500 G foi definida como penumbra (~ 270 colunas) e abaixo de 1000 G, definida para as outras colunas (~ 27600 colunas). Esses limites foram definidos com base nos estudos de Livingston *et al.* (2012), que atribuíram o valor mínimo necessário de 1500 G para a formação de manchas solares. A Figura 33a mostra o magnetograma da região ativa e a Figura 33b mostra a localização dessas áreas. A área vermelha representa as colunas associadas à umbra, a área laranja representa as colunas associadas à penumbra e a área azul são as demais colunas. As regiões brancas representam os locais preenchidos com o Sol calmo. Figura 33 - a) Magnetograma da região ativa AR 12470 em 17/12/2015, 14:51 UT e b) separação da região ativa em áreas associadas à umbra (vermelha), penumbra (laranja), demais colunas (azul) e Sol calmo (branca).



Fonte: o Autor

O melhor resultado do algoritmo ocorreu com os parâmetros demonstrados na Tabela 6. Importa lembrar que os índices apresentados na Tabela são usados como referência para alteração em fator e escala do modelo SSC, utilizado como base desta modelagem, conforme exemplificado nas Figuras 24, 25 e 26.

Tabela 6 - Faixas de índices utilizadas cujos resultados apresentaram o melhor modelo encontrado.

		Densidade de		Temperatura		Região de
		elétrons (cm ⁻³)		cinética (K)		transição
		Fator	Escala	Fator	Escala	Altura
Umbra	Mínimo	0,99	0,99	1,067	1,026	0,305
	Máximo	1,05	1,05	1,067	1,026	0,315
Penumbra	Mínimo	0,99	0,99	1,067	1,026	0,430
	Máximo	1,10	1,10	1,067	1,026	0,658
Demais colunas	Mínimo	0,99	0,99	1,067	1,026	0,520
	Máximo	1,20	1,20	1,067	1,026	0,658

Fonte: o Autor

Este foi o refinamento mais coerente obtido pelos ciclos de execução do algoritmo. Os resultados começaram a se distanciar dos dados observados ao se tentar diminuir mais ainda estes limites dos graus de liberdade. Assim sendo, os parâmetros resultantes desse ciclo foram considerados satisfatórios para criação do modelo.

De acordo com a Tabela 6, pode-se notar que a densidade de elétrons aumenta cerca

de 5% nas áreas de maior concentração de campo magnético, tanto em fator como em escala. À medida que o campo magnético diminui a densidade aumenta, não ultrapassando 20% nas regiões de menor concentração magnética. A temperatura permanece estável em todas as áreas, mantendo uma alteração de 6,7% para o fator e menor que 3% para a escala. A maior variação é a da altura da região de transição. Ela tem início em até 70% antes da região definida no modelo SSC em áreas muito magnetizadas e a redução de até 66% em outras áreas.

7.2.1 Perfis de densidade de elétrons e temperatura cinética

Os perfis de densidade de elétrons e temperatura cinética encontrados neste refinamento foram definidos como o modelo aqui proposto. Cada área (umbra, penumbra e demais colunas), como visto anteriormente, obteve um perfil diferente e foram representadas por uma cor diferente.

A Tabela 7 mostra a altitude média da região de transição de acordo com cada área da região ativa. Os perfis que representam as colunas associadas à umbra ($|\vec{B}_{z_0}| \ge 1500$ G) tiveram a região de transição localizada em 1080 ± 20 km acima da superfície solar. Os perfis que retratam as colunas associadas à penumbra, ou seja, aquelas cujo módulo do campo magnético, na superfície solar, está compreendido entre 1000 e 1500 G, tiveram a região de transição em 1800 ± 50 km. E, por fim, a região de transição dos perfis que retratam as colunas com $|\vec{B}| < 1000$ G, na superfície solar, alcançou altitudes de 2000 ± 100 km.

Área	$ \vec{B}_{z_0} $ (G)	Altitude da região de transição (km)
Umbra	>1500	1080 ± 20
Penumbra	entre 1000 e 1500	1000 ± 20 1800 ± 50
Demais áreas	abaixo de 1000	2000 ± 100

Tabela 7 - Altitude média da região de transição de acordo com cada área da região ativa.

Fonte: o Autor

Os índices do cálculo do perfil de temperatura cinética estabilizaram-se em um único valor para as três áreas definidas tanto para o fator quanto para a escala. Em relação à altura da região de transição, os limites de variação foram os mesmos permitidos para a densidade de elétrons, o que ocasionou as mesmas alturas. Essencialmente, a temperatura cinética foi influenciada pela espessura da cromosfera.

A Figura 34 mostra os gráficos dos perfis de densidade de elétrons (Figura 34a) e de temperatura cinética (Figura 34b) encontrados para cada área. Os perfis indicados pela cor preta correspondem ao Sol calmo, os perfis retratados na cor vermelha representam as colunas associadas à umbra, já os perfis exibidos na cor verde representam as colunas associadas à penumbra, e os perfis exibidos na cor azul representam as demais colunas.

O algoritmo genético não resolveu a temperatura cinética para as colunas ligadas à região de alta polarização para que fossem encontrados os brilhos oriundos do mecanismo de giroemissão. Nas simulações em que o Pikaia encontrava os valores do brilho resultante do mecanismo de girorresonância, os valores para as frequências de 248, 107 e 34 GHz eram superestimados. Portanto, escolheu-se a simulação feita pelo algoritmo genético que satisfizesse às outras áreas, e realizou-se um ajuste na região da coroa para o perfil das colunas pertencentes à umbra. Esse ajuste foi feito com base nos valores constatados nos estudos de Yoshida e Tsuneta (1996).





Fonte: o Autor

7.2.2 Resultados em 248 GHz

Os cálculos do modelo ora proposto encontraram, em 248 GHz, apenas emissão oriunda do mecanismo de bremsstrahlung térmico. A emissão em regiões de Sol calmo se originam em 1000 km de altitude da superfície solar, onde a temperatura cinética é de ~ 5900 K e a densidade de elétrons, de ~ $1,1 \times 10^{11}$ cm⁻³, resultando em uma temperatura de brilho de

 \sim 6120 K. O gráfico superior da Figura 35 mostra a variação da opacidade de acordo com a altura acima da superfície solar. A linha pontilhada preta aponta a origem da emissão (onde $\tau \sim 1$), e a curva preta contínua mostra a variação da opacidade para o Sol calmo.

Figura 35 - O gráfico superior mostra a variação da profundidade ótica (τ) com a altura na atmosfera solar, obtida em 248 GHz, onde a linha pontilhada preta aponta a origem da emissão ($\tau \sim 1$). O gráfico inferior mostra a variação da função de contribuição (*CF*) com a altura acima da superfície solar.



Fonte: o Autor

A curva vermelha representa a variação da opacidade calculada para as colunas que foram relacionadas à umbra. Nesta região, os cálculos evidenciaram que a emissão ocorre a 150 km de altitude, onde $\tau \sim 1$, $T \sim 4700$ K e $n_e = 4,5 \times 10^{10}$ cm⁻³, o que resultou em uma temperatura de brilho que variou entre 6000 e 6300 K dentre os perfis dessa área.

A curva verde mostra a variação da opacidade calculada para as colunas que foram relacionadas à penumbra, com módulo da intensidade magnética entre 1000 e 1500 G. Nesta região, os cálculos evidenciaram que a emissão ocorre a 450 km de altitude, onde $\tau \sim 1$, $T \sim 6200$ K e $n_e = 1.4 \times 10^{11}$ cm⁻³. Esses parâmetros resultaram em uma temperatura de brilho

entre 6000 e 7000 K.

A curva azul mostram a variação da opacidade calculada para as demais colunas, com módulo da intensidade magnética inferior a 1000 G. Nesta região, os cálculos evidenciaram que a emissão ocorre a 500 km de altitude, onde $\tau \sim 1$, $T \sim 6300$ K e $n_e = 1.4 \times 10^{11}$ cm⁻³. Neste caso, a temperatura de brilho obtida oscilou entre 6100 e 7200 K.

O gráfico inferior da Figura 35 mostra a altura de formação da emissão para as áreas associadas à umbra, penumbra, demais colunas e para o Sol calmo, considerando as mesmas cores utilizadas no painel superior da figura. A altura de formação da emissão é dada pela função de contribuição (*CF*, dada em erg⁻¹ cm⁻³ Hz⁻¹ sr⁻¹), que é definida como

$$CF(h) = \eta \exp(-\tau) \tag{27}$$

A Tabela 8 mostra o resumo das características encontradas por área, para a frequência de 248 GHz, assim como os valores das T_b observados.

	Altura da Emissão (km)	T (K)	Densidade de elétrons e íons (partículas/cm ³)	Т _b (К)	T _b (K) (observada)
Sol calmo	~ 1000	5900	$\sim 1, 1 imes 10^{11}$	~ 6120	~ 6500
Umbra	~ 150	4700	\sim 4,5 $ imes$ 10 ¹⁰	6000 - 6300	5800-6600
Penumbra	\sim 450	6200	$\sim 1,4 imes 10^{11}$	6000 - 7000	5900-7600
Demais colunas	~ 500	6300	$\sim 1,4 imes 10^{11}$	6100 - 7200	5600-7700

Tabela 8 - Características encontradas pelo modelo para 248 GHz, e valores das T_b observados.

A imagem resultante do cálculo da temperatura de brilho em 248 GHz é mostrada na Figura 36a. Nela, as curvas de temperatura de brilho de 6500 K da imagem observada podem ser visualizadas para efeito de comparação. A imagem observada pelo ALMA é mostrada na Figura 36b com as mesmas curvas. Assim, a comparação das imagens mostra uma geometria análoga e, de acordo com os valores obtidos, suas temperatura de brilho estão correlacionadas.

A temperatura de brilho do Sol calmo encontrada pelo modelo ($T_b \sim 6120$ K) está apenas a 120 K acima do brilho recomendado por White *et al.* (2017), que é de 5900±100 K, considerando-se a margem de erro. Outrossim, os valores se equiparam com a temperatura de brilho encontrada por Alissandrakis *et al.* (2017) ($T_b = 6180 \pm 100$ K) e estão dentro da margem de erro da temperatura encontrada por Selhorst *et al.* (2019), onde $T_b = 6280 \pm 200$ K, encontrado em uma média de Sol calmo para três mapas analisados.

As temperaturas de brilho da região ativa também apresentaram valores correlacionados com os valores observados. De acordo com a Tabela 8, os valores máximos encontrados para umbra foram de 5% (\sim 300 K) abaixo dos valores observados. Para a penumbra e para

Fonte: o Autor

Figura 36 - a) Imagem resultante obtida em 248 GHz pelo modelo proposto e b) imagem observada pelo ALMA. Ambas com as regiões acima de 6500 K contornadas na cor branca, com base na imagem observada.





as demais áreas, esses valores foram de ~ 600 e ~ 500 K abaixo dos valores observados, o que significa que as temperaturas modeladas ficaram menores em até 8%. No entanto, as temperaturas obtidas pelo modelo mantiveram a sua proporcionalidade e, consequentemente, a geometria da imagem observada.

7.2.3 Resultados em 107 GHz

Para 107 GHz, o modelo encontrou a sua origem da emissão para o Sol calmo em ~ 1650 km acima da superfície solar, onde $\tau \sim 1$. Nesta altitude, a temperatura cinética encontrada foi de ~ 7000 K, e a densidade de elétrons de ~ 4,6 × 10¹⁰ cm⁻³, resultando uma temperatura de brilho de ~ 7300 K. O gráfico superior da Figura 37 mostra a variação da opacidade de acordo com a altura acima da superfície solar. A origem da emissão (onde $\tau \sim 1$) é representada pela linha pontilhada preta, e a variação do Sol calmo com a altura da fotosfera solar é representada pela curva preta contínua.

A representação da variação da opacidade com a altura da atmosfera solar para a região associada à umbra está representada pela curva vermelha, onde pode ser verificado que a emissão ocorre a ~ 450 km de altitude. A temperatura cinética nesta altitude é $T \sim 7200$ K e $n_e = 7,5 \times 10^{10}$ cm⁻³, o que resultou em uma temperatura de brilho que variou entre 7700 e 7900 K neste perfil.

Para as colunas relacionadas à penumbra, a variação da opacidade é representada pela curva verde. Ela aponta que a maior parte da emissão ocorre em 750 km acima da superfície solar, onde $T \sim 7400$ K e $n_e = 6,7 \times 10^{10}$ cm⁻³, resultando o valor da temperatura de brilho variando entre ~ 7700 e ~ 8300 K.

A curva azul descreve a variação da opacidade calculada para as demais colunas, com

módulo da intensidade magnética inferior a 1000 G. Nesta região, os cálculos evidenciaram que a emissão ocorre a 850 km de altitude, onde $\tau \sim 1$, $T \sim 7600$ K e $n_e = 6.2 \times 10^{10}$ cm⁻³. Neste caso, a temperatura de brilho obtida oscilou entre 7300 e 8400 K.

O gráfico inferior da Figura 37 mostra a variação da função de contribuição (CF) em relação à altura acima da superfície solar para as áreas associadas à umbra, penumbra, demais colunas e para o Sol calmo, considerando as mesmas cores utilizadas no painel superior da figura.

Figura 37 - O gráfico superior mostra a variação da profundidade ótica (τ) com a altura a partir da superfície solar, obtida em 107 GHz. A linha pontilhada preta ressalta a origem da emissão (onde $\tau \sim 1$). O gráfico inferior mostra a variação da função de contribuição (CF) com a altura da atmosfera solar.



Fonte: o Autor

A Tabela 9 mostra o resumo das características encontradas por área, para a frequência de 107 GHz e os valores de T_b observados, também separados por área.

Altura da Emissão (km)	Т (К)	Densidade de elétrons e íons (partículas/cm ³)	Т _{<i>b</i>} (К)	$T_b(K)$ (observada)
~ 1650	7000	\sim 4, 6 $ imes$ 10 ¹⁰	~ 7300	~ 7400
\sim 450	7200	$\sim 7,5 imes 10^{10}$	7700 - 7900	7240-7630
~ 750	7400	$\sim 6,7 imes 10^{10}$	7700 - 8300	7230-8100
~ 850	7600	$\sim 6,2 imes 10^{10}$	7300 - 8400	6900 - 8170
	Altura da Emissão (km) ~ 1650 ~ 450 ~ 750 ~ 850	Altura da Emissão (km) T (K) ~ 1650 7000 ~ 2450 7200 ~ 750 7400 ~ 850 7600	Altura da Emissão (km)Densidade de elétrons e íons (partículas/cm³) ~ 1650 7000 $\sim 4,6 \times 10^{10}$ ~ 1650 7200 $\sim 7,5 \times 10^{10}$ ~ 450 7200 $\sim 6,7 \times 10^{10}$ ~ 850 7600 $\sim 6,2 \times 10^{10}$	Altura da Emissão (km)Densidade de $T (K)$ Densidade de elétrons e íons (partículas/cm ³) $T_b (K)$ ~ 1650 7000 $\sim 4,6 \times 10^{10}$ ~ 7300 ~ 450 7200 $\sim 7,5 \times 10^{10}$ 7700-7900 ~ 750 7400 $\sim 6,7 \times 10^{10}$ 7700-8300 ~ 850 7600 $\sim 6,2 \times 10^{10}$ 7300-8400

Tabela 9 - Características encontradas pelo modelo para 107 GHz, e valores das T_b observados.

Fonte: o Autor

A Figura 38a mostra a imagem resultante do modelo para o cálculo da temperatura de brilho em 107 GHz. Nela, as curvas de temperatura de brilho de 7700 K da imagem observada podem ser visualizadas para efeito de comparação. A imagem observada pelo ALMA é mostrada na Figura 38b com os mesmos contornos. A comparação das imagens mostra uma geometria correspondente e, de acordo com os valores obtidos, suas temperaturas de brilho estão correlacionadas.

Figura 38 - a) Imagem resultante obtida em 107 GHz pelo modelo proposto e b) imagem observada pelo ALMA. Ambas com as regiões acima de 7700 K contornadas na cor branca, com base na imagem observada.



A temperatura de brilho do Sol calmo encontrada pelo modelo coincide com o valor recomendado no trabalho de White *et al.* (2017), onde eles sugerem que seja de 7300 ± 100 K, bem como está associada aos valores encontrados por Selhorst *et al.* (2019) (~ 7220 ± 200 K), mediante a média calculada entre seis mapas analisados e por Alissandrakis *et al.* (2017) (7250 ± 170 K).

Quanto às temperaturas de brilho das áreas da região ativa, as três áreas apresentaram
seus valores máximos de até 4% acima dos valores observados. De acordo com a Tabela 9, os valores máximos encontrados para as áreas não ultrapassaram 270 K acima dos valores observados.

Destarte, as temperaturas obtidas pelo modelo mantiveram a sua proporcionalidade e, consequentemente, a geometria da imagem observada. Entretanto, a observação visual da imagem é dificultada, principalmente na região da umbra, onde a varição da temperatura de brilho apresentou valores inferiores a 1000 K, o que dificulta ao IDL elaborar uma escala de cores para a imagem.

7.2.4 Resultados em 34 GHz

Os resultados encontrados em 34 GHz apresentaram apenas a emissão oriunda do mecanismo de bremsstrahlung térmico. Entretanto, não atingiram a temperatura máxima mostradas nos mapas observados. A emissão das áreas de Sol calmo originam em torno de 2450 km de altitude da superfície solar, onde a temperatura cinética foi de ~ 8600 K, e a densidade de elétrons de ~ 1.6×10^{10} cm⁻³, resultando uma temperatura de brilho de ~ 9000 K. O gráfico superior da Figura 39 mostra a variação da opacidade com a altura acima da superfície solar. A linha pontilhada preta aponta a origem da emissão (onde $\tau \sim 1$) e a curva preta contínua mostra a variação da opacidade para o Sol calmo.

A região associada à umbra indica que a sua emissão ocorre em ~ 700 km de altitude. Sua temperatura de brilho varia entre 9140 e 9580 K, resultante de uma temperatura cinética de $T \sim 9000$ K e de $n_e = 2.6 \times 10^{10}$ cm⁻³. A variação da opacidade no decorrer da altura da atmosfera solar está representada na Figura 39 por uma curva vermelha.

Quanto à penumbra, as colunas associadas a ela mostram que a emissão ocorre em ~ 1150 km de altitude. Nessa altura, $T \sim 9300$ K e $n_e = 2,3 \times 10^{10}$ cm⁻³, ocasionando uma temperatura de brilho entre 9300 e 10600 K. Essas colunas são representadas no gráfico pela cor verde.

A curva azul descreve a variação da opacidade com a altura da superfície do Sol calculada para as colunas com $|\vec{B}| < 1000$ G. A emissão nesta região origina-se em ~ 1250 km de altitude, onde $T \sim 9300$ K e $n_e = 2, 2 \times 10^{10}$ cm⁻³, o que resulta em uma temperatura de brilho entre 9100 e 10800 K.

O gráfico inferior da Figura 39 mostra a variação da função de contribuição (Equação 27), em relação à altura acima da superfície solar para as áreas associadas à umbra, penumbra, demais colunas e para o Sol calmo, considerando as mesmas cores utilizadas no painel superior da figura.

Os valores da temperatura de brilho observados por área são mostrados na Tabela 10, bem como o resumo das características obtidas para a frequência de 34 GHz.

Figura 39 - O gráfico superior mostra a variação da profundidade ótica (τ) com a altura da atmosfera, obtida em 34 GHz. A linha pontilhada preta aponta a origem da emissão. O gráfico inferior mostra a variação da função de contribuição (CF) com a altura acima da superfície solar.



Fonte: o Autor

Tabela 10 - Características encontradas pelo modelo para 34 GHz, e valores das T_b observados.

	Altura da Emissão (km)	Т (К)	Densidade de elétrons e íons (partículas/cm ³)	Т _{<i>b</i>} (К)	T _b (K) (observada)
Sol calmo	~ 2450	8600	$\sim 1,6 imes 10^{10}$	~ 9000	~ 9500
Umbra	~ 700	9000	\sim 2, 6 $ imes$ 10 ¹⁰	9140 - 9580	9000 - 12300
Penumbra	~ 1150	9300	\sim 2, 3 $ imes$ 10 ¹⁰	9300 - 10600	8500 - 13600
Demais colunas	~ 1250	9300	$\sim 2, 2 imes 10^{10}$	9100 - 10800	6700 - 15400

Fonte: o Autor

A imagem resultante em 34 GHz está apresentada na Figura 40a e a imagem obtida pelo NoRH é mostrada na Figura 40b. As regiões com temperatura de brilho acima de 12500 K em 17 GHz estão representadas pelo contorno branco em ambas as imagens. A comparação das imagens pode ser feita por meio dos locais onde os pontos mais brilhantes sejam coincidentes. Contudo, não é possível fazer uma correlação exata com a geometria das imagens, devido aos ruídos apresentados na imagem observada em 34 GHz.

Figura 40 - a) Imagem resultante obtida em 34 GHz pelo modelo proposto e b) imagem observada pelo NoRH. Ambas com as regiões acima de 12500 K contornadas na cor branca, calculadas pela imagem observada em 17 GHz.



Fonte: o Autor

O brilho do Sol calmo em 34 GHz de $T_b = 9000$ K, encontrado pelo modelo, ficou 5% inferior ao brilho determinado a partir da observação da imagem do NoRH ($T_b \sim 9500$ K) e $\sim 10\%$ menor em relação ao brilho observado por Kuseski e Swanson (1976), que foi de $T_b = 9883$ K.

Quanto às temperaturas de brilho das áreas da região ativa, as 3 áreas apresentaram seus valores máximos de até 42% abaixo dos valores observados. Os cálculos realizados não encontraram soluções que correspondessem aos valores observados em 34 GHz.

A hipótese que pode ser considerada, é de que provavelmente, exista a contribuição de outro mecanismo de emissão que não seja o *bremsstrahlung* e a girorressonância térmicos. Não se propõe a girorressonância para esse caso, uma vez que seriam necessários campos magnéticos em torno de 4000 G em altitudes de \sim 1000 km acima da superfície solar para o $3\circ$ harmônico. Estes campos magnéticos ficariam acima de todos os limites já considerados na literatura. Porém, outros tipos de emissão, como, por exemplo, a giroemissão de partículas não térmicas, poderiam encontrar a solução para obtenção das temperaturas de brilho observadas.

7.2.5 Resultados em 17 GHz

Os cálculo da emissão das áreas de Sol calmo em 17 GHz demonstraram que essa emissão origina-se em torno de \sim 2900 km de altitude da superfície solar, onde a temperatura

cinética calculada foi de ~ 9700 K, e a densidade de elétrons de ~ $8,7 \times 10^9$ cm⁻³, resultando uma temperatura de brilho de ~ 10300 K, que é 2% inferior ao brilho determinado a partir da observação da imagem do NoRH (~ 10400). Além disso, pode ser relacionado com o resultado encontrado por Selhorst *et al.* (2005a), em que eles encontraram a origem da emissão na mesma altura, T = 9600 K e $n_e = 9,3 \times 10^9$ cm⁻³ e T_b =10390 K. O gráfico superior da Figura 41 mostra a variação da opacidade com a altura acima da superfície solar. A linha pontilhada preta aponta a origem da emissão (onde $\tau \sim 1$), e a curva preta contínua mostra a variação da opacidade para o Sol calmo.

O gráfico inferior da Figura 41 mostra a variação da função de contribuição (Equação 27), em relação à altura acima da superfície solar para as áreas associadas à umbra, penumbra, demais colunas e para o Sol calmo, considerando as mesmas cores utilizadas no painel superior da figura.

Figura 41 - O gráfico superior mostra a variação da profundidade ótica (τ) com a altura da atmosfera solar obtida em 17 GHz. A linha pontilhada preta aponta a origem da emissão ($\tau \sim 1$). O gráfico inferior mostra a variação da função de contribuição (*CF*) com a altura da atmosfera solar.



Fonte: o Autor

A Figura 42 mostra a imagem obtida pelo modelo, em 17 GHz, utilizando para a transferência radiativa apenas a emissão originada do mecanismo de *bremsstrahlung* térmico. Nesta imagem, a temperatura de brilho máxima encontrada pelo modelo foi de T_b ~ 12300 K, que corresponde a um acréscimo máximo de 20% na temperatura de brilho encontrada para o Sol calmo ($S_c \sim 10300$ K). Na região de maior concentração de campo magnético, ou seja, na umbra, a temperatura de brilho não ultrapassou os valores médios do Sol calmo. Não existem evidências de que a emissão da umbra seja escura em 17 GHz, mas pode ser real, pois essas regiões com $|\vec{B}|$ muito altos apresentam giroemissão que pode mascarar a emissão *bremsstrahlung*.

Figura 42 - Imagem obtida em 17 GHz pelo modelo proposto com o cálculo de transferência radiativa, considerado apenas a emissão *bremsstrahlung*.



Conforme visto na Seção 5.2, verificou-se que a região ativa AR 12470 possui características para que o mecanismo de emissão dominante em 17 GHz seja a girorressonância, uma

vez que ela possui índice de polarização em torno de 94% na região acima da área com maior concentração de campos magnéticos, e que esses campos magnéticos apresentam módulos superiores a 2200 G na fotosfera (VOURLIDAS *et al.*, 2006).

Vários estudos, entre eles os de Shibasaki *et al.* (1994), de White e Kundu (1997), de Vourlidas *et al.* (2006) e de Kundu *et al.* (2001), estabeleceram que a rádio emissão girorressonante origina-se do 2° ao 4° harmônico, e que esses campos magnéticos estão localizados nas proximidades da região de transição. Por isso, os cálculos do coeficiente de absorção foram feitos para os harmônicos menores que 5, considerando-se uma margem de erro de 10%, ou seja, o 3° harmônico foi calculado onde o módulo do campo magnético apresentou intensidades de $\simeq 2000 \pm 200$ G, o 4° harmônico foi calculado onde $|\vec{B}| \simeq 1500 \pm 150$ G, e o 5° harmônico, onde $|\vec{B}| \simeq 1200 \pm 120$ G; calculados de acordo com a Equação 12.

A Figura 43 mostra o campo magnético extrapolado ($1024 \times 1024 \ pixels^2$), nas altitudes de a) ~ 1080 km, b) ~ 2520 km e c) ~ 4320 km da superfície solar onde há previsão de ocorrência dos 3°, 4° e 5° harmônicos, respectivamente. Essas alturas são os locais onde é

Figura 43 - Extrapolação magnética em a) ~ 1080 km, b) ~ 2520 km e c) ~ 4320 km acima da superfície solar onde há previsão de ocorrência dos 3°, 4° e 5° harmônicos, respectivamente (contornadas em vermelho).



mais provável a emissão girorressonante, considerando-se a altitude em que são encontrados os valores de campo magnético satisfatórios para cada harmônico. Os contornos assinalados em vermelho mostram a área dos campos magnéticos mínimos necessários para que haja contribuição em cada harmônico. Elas estão localizadas no centro da região de maior concentração de campo magnético, e que são áreas relativamente pequenas em comparação com a área total da região analisada.

Como se observou anteriormente, a intensidade máxima encontrada no cubo da extrapolação magnética foi de ~ 2500 G na fotosfera, ou seja, os valores estão acima de 2200 G, o que confirma a existência da girorressonância. Ainda assim, não foram encontradas contribuições girorressonantes considerando estes parâmetros existentes.

Para realizar uma verificação nos cálculos como exemplo, foi feita uma análise do coeficiente de absorção na coluna com o maior temperatura de brilho. Nesta análise, verificouse que admitindo-se um aumento de 7,5% na intensidade do campo magnético, seria possível obter uma contribuição girorressonante que estivesse de acordo com as faixas determinadas para cada harmônico, aquelas determinadas pela Equação 12, citadas acima.

A Figura 44a mostra a variação do coeficiente de absorção com a altura da superfície solar encontrada nesta análise. A curva azul representa o campo magnético com o aumento admitido de 7,5%. A curva contínua em preto aponta o coeficiente de absorção para o *brems-strahlung*, e a curva tracejada, na cor vermelha, representa a contribuição da girorressonância e seus respectivos harmônicos (*s*). O 3° harmônico ocorre entre 1150 e 1900 km de altitude, enquanto que o 4° harmônico ocorre entre 2550 e 4050 km. O 5° harmônico ocorre entre 4250 e 5950 km. A Figura 44b mostra a variação da opacidade para esta coluna, onde apenas o 3° harmônico contribui efetivamente para a opacidade. Este harmônico eleva a opacidade para $\tau \sim 10^{-1}$, ou seja, em 3 ordens de grandeza, ao passo que o 4° harmônico, em torno de 1 ordem de grandeza, o que está em conformidade com os estudos de Shibasaki *et al.* (1994), em que eles sugerem que o 3° harmônico é aproximadamente 3 ordens de grandeza maior que o 4° harmônico.

Figura 44 - a) coeficiente de absorção obtido em 17 GHz para o *bremsstrahlung* (curva preta) e para a girorressonância (cor vermelha) com maior T_b e b) variação da opacidade para a mesma coluna.



Fonte: o Autor

Com esses perfis foi feita a transferência radiativa para esta coluna. O resultado é

exposto na Figura 45, onde a curva preta mostra a transferência somente para o *bremsstrahlung*, e a curva vermelha mostra a transferência feita utilizando-se o coeficientes de absorção total, conforme Equação 23.

Figura 45 - Transferência radiativa em 17 GHz considerando-se os dois modos de emissão: a transferência da emissão *bremsstrahlung* está representada pela curva preta, e a girorressonância, pela curva vermelha, resultando uma $T_b = 67600$ K.



Levando-se em consideração essa análise e admitindo-se que os valores encontrados estão de acordo com resultados de estudos anteriores citados neste trabalho, o índice de 7,5% foi aplicado em todo o cubo de campo magnético extrapolado. Desse modo, calculou-se a transferência radiativa, encontrando-se, assim, resultados correlacionados com os valores observados pelo NoRH.

Os cálculos das colunas associadas à umbra indicam que a sua emissão *bremsstrahlung* ocorre em em torno de 850 km de altitude. Sua temperatura de brilho varia entre 10900 e 67600 K, resultante de uma temperatura cinética de $T \sim 10200$ K e de $n_e = 1,4 \times 10^{10}$ cm⁻³. A variação da opacidade no decorrer da altura da atmosfera solar está representada na Figura 41 por uma curva vermelha.

Nas colunas associadas à penumbra, os cálculos demonstraram que a emissão bremsstrahlung ocorre em ~ 1400 km de altitude, na qual $T \sim 10600$ K e $n_e = 1,2 \times 10^{10}$ cm⁻³, gerando uma temperatura de brilho entre 10900 e 17100 K. Estas colunas são representadas no gráfico pela cor verde (Figura 41).

As colunas cujo módulo da intensidade magnética na fotosfera correspondente seja inferior a 1000 G mostraram a origem da emissão em 1500 km, a temperatura cinética ~ 10600 K e a densidade de elétrons de ~ $1,2 \times 10^{10}$ cm⁻³. Com isso, a temperatura de brilho calculada manteve-se entre 10300 e 12300 K. A variação da opacidade sobre a atmosfera solar está representada pela curva azul (Figura 41).

Os resultados encontrados para 17 GHz são mostrados, em resumo, na Tabela 11. As temperaturas de brilho das áreas da penumbra não puderam ser confrontadas separadamente

com os valores observados, pois devido à alta emissão girorresonante e à resolução do NoRH não é possível separar umbra e penumbra. No entanto, a comparação foi feita na região ativa como um todo. Neste caso, os valores encontrados das temperaturas mínimas e máximas pelo modelo estão correlacionados com os valores observados.

	Altura da emissão (km)	T (K)	Densidade de elétrons e íons (partículas/cm ³)	Т _b (К)	T _b (K) (observada)
Sol calmo	~ 2900	9700	$\sim 8,7 imes 10^9$	~ 10300	~ 10400
Umbra	~ 850	10200	$\sim 1,4 imes 10^{10}$	10900 - 67600	~ 67700
Penumbra	~ 1400	10600	$\sim 1,2 imes 10^{10}$	10900 - 17100	_
Demais colunas	~ 1500	10600	$\sim 1,2 imes 10^{10}$	10300 - 12300	~ 28000

Tabela 11 - Características encontradas pelo modelo para 17 GHz, e valores das T_b observados.

Fonte: o Autor

A imagem resultante do cálculo da temperatura de brilho em 17 GHz é mostrada na Figura 46a, que pode ser comparada com a imagem observada pelo NoRH (Figura 46b). A comparação das imagens mostra uma geometria análoga e, de acordo com os valores obtidos, suas temperaturas de brilho estão correlacionadas.







Da mesma maneira, a hipótese levantada para a emissão em 34 GHz, de que possa existir a colaboração de giroemissão de partículas não térmicas, pode ser considerada para o 17 GHz. Neste caso, a contribuição da emissão girorressonante poderia ser menor.

7.3 Possível contribuição da emissão não térmica

O Sol possui microvariações como arcos transientes com temperaturas superiores a 5×10^6 K que não se consegue detectar (YOSHIDA; TSUNETA, 1996). Se a coroa é aquecida com temperaturas acima de 10^6 K, evidentemente existem partículas não térmicas que são produzidas com a dissipação de campo. Estas partículas produziriam um brilho adicional na emissão observada tanto em *bremsstrahlung* como na emissão girorressonante.

Alissandrakis *et al.* (2019) desenvolveram um método para calcular os perfis de temperatura cinética e densidade de elétrons ao longo da linha de visada por inversão da medida de emissão diferencial, obtidas pelas observações do AIA em EUV, sob os pressupostos de estratificação e equilíbrio hidrostático. Eles usaram o resultado deste método, em conjunto com extrapolação magnética fotosférica, para calcular a emissão em micro-ondas de três manchas solares. Os resultados foram comparados com mapa observados pelo *Academy of Sciences Radio Telescope - 600* (RATAN-600) e com mapas em 17 GHz observados pelo NoRH. Eles conseguiram reproduzir as observações de duas manchas, porém não conseguiram reproduzir a temperatura de brilho máxima em 17 GHz da mancha de 14 de abril de 2016, que foi de $4,7 \times 10^6$ K. Eles sugeriram que essa diferença era devida à emissão não térmica de baixa intensidade associada.

A provável contribuição mostra uma alternativa avaliada neste trabalho, que seguramente será considerada como uma perspectiva de continuação deste trabalho. Utilizando-se dados pertencentes à faixa dos valores encontrados neste trabalho, realizou-se um estudo para se verificar a contribuição de elétrons não térmicos por meio da emissão girosíncontron. Esta verificação utilizou o procedimento gyro.pro, escrito em IDL por Simões e Costa (2006), em conformidade com as soluções numéricas de Ramaty (1969). Ele calcula os coeficientes de emissão e de absorção de elétrons não térmicos, para o modo ordinário e extraordinário para uma dada frequência, mediante a introdução do módulo e direção do campo magnético, da densidade de elétrons térmicos da atmosfera solar e da densidade de elétrons não térmicos, entre outros.

O ambiente simulado considerou uma fonte que não variasse a densidade e nem o $|\vec{B}|$, ou seja, uma fonte homogênea, onde todos os parâmetros são constantes. Tomou-se cuidado na densidade de partículas não térmicas, a fim de que fosse uma quantidade insignificante que não influenciasse tanto na composição da atmosfera.

Os coeficientes de emissão (η) e de absorção (κ) totais foram tomados como a soma dos coeficientes no modo ordinário e extraordinário. A temperatura de brilho foi calculada pela Equação 20, utilizando-se a intensidade específica (I_V) encontrada pela expressão

$$I_{\rm v} = \frac{\eta}{\kappa} \times (1, 0 - \exp(-\tau)) \tag{28}$$

lembrando que τ é calculado conforme a Equação 22.

Com este cenário, efetuaram-se diversas simulações até que fosse encontrado o melhor resultado que representasse essa provável contribuição. O resultado selecionado para representar a hipótese de que haja uma contribuição de emissão não térmica foi encontrado utilizando-se um $|\vec{B}| = 1200$ G com direção de 89°; $n_e = 1,0 \times 10^{11}$ cm⁻³, densidade de partículas não térmicas igual a $1,9 \times 10^5$ cm⁻³, faixas de energia = $[10^{-3}, 2, 2000]$ keV e delta = [0,5, 3].

A temperatura de brilho encontrada para a contribuição do mecanismo de emissão girosíncontron em 17 GHz foi $T_b \sim 46000$ K. Observa-se que, com uma pequena parcela de partículas aceleradas (1 a cada 100 mil, ou seja, 0,001%), se justificaria uma emissão não térmica. Mesmo assim, os valores alcançados em 17 GHz, nesses testes preliminares, apresentaram valores superiores ao esperado. É bem provável que o efeito Razin¹⁴, que não foi considerado aqui, possa estar atenuando a emissão em 17 GHz, fazendo com que os valores encontrados fiquem mais elevados do que o esperado.

No que diz respeito à emissão em 34 GHz, a temperatura de brilho encontrada foi ~ 3000 K para a simulação da emissão girosíncontron. Acrescentando-se este valor à temperatura de brilho encontrada pelo modelo para a emissão *bremsstrahlung* ($T_b \sim 11000$ K), a temperatura de brilho em 34 GHz alcançaria um valor de ~ 14000 K, que é aproximadamente 10% menor que o valor do mapa observado. Esses valores poderiam aproximar-se mais ainda do valor observado no aperfeiçoamento desses cálculos e abrangendo toda a região ativa.

Em relação à razão entre a densidade de elétrons do ambiente (n_e) e o $|\vec{B}|$, certamente a densidadede elétrons do ambiente utilizada, da ordem de 10^{11} cm⁻³, tem o valor excedido, e os campos magnéticos localizados em maiores altitudes são menos intensos. Se essa emissão for proveniente desses campos localizados em alturas coronais, portanto mais fracos, também garantirá que se encontrem valores mais próximos em 17 GHz, sabendo-se assim, que a emissão provavelmente venha de partes mais altas do arco magnético e não dos pés do mesmo. Essa hipótese mostra uma boa perspectiva que traz à tona a discussão do aquecimento coronal, em que se discute a aceleração de partículas e microflares. Se realmente existem, o lugar mais provável para que esses microflares ocorram seria sobre as regiões ativas. Isso sugere a presença de partículas não térmicas, e é perceptível a eficiência dessas partículas para produzirem emissão, de acordo com os cálculos preliminares feitos aqui, podendo até estar contribuindo mais que a girorressonância, no caso da emissão em 17 GHz.

Ademais, fica a hipótese levantada para fomentar a continuação deste trabalho, a fim de que a adição do mecanismo de giroemissão de elétrons não térmicos possa ser analisada mais detalhadamente em estudos futuros.

¹⁴O efeito Razin é a supressão de parte da emissão girossincrotônica/sincrotônica devido à influência do plasma magneto-ativo ionizado (RAMATY, 1969).

8 CONSIDERAÇÕES GERAIS

O presente trabalho foi realizado com o intuito de encontrar um modelo de atmosfera realístico (3D) que gerasse a emissão de regiões ativas em quatro frequências de rádio obtidas por dois instrumentos diferentes: 34 e 17 GHz, obtidas pelo *Nobeyama Radioheliograph* (NoRH) e 248 e 107 GHz, obtidas pelo *Atacama Large Millimeter/submillimeter Array* (ALMA).

O trabalho baseou-se na metodologia utilizada para construção do modelo SSC de Selhorst *et al.* (2005a), e do modelo para regiões ativas proposto em Selhorst *et al.* (2008). Foram implementadas atualizações e ajustes necessários, a fim de que o modelo obtivesse a maior aproximação possível dos mapas obtidos observacionalmente nas mesmas frequências modeladas, flexibilizando as escalas de altura da densidade de elétrons e temperatura cinética da atmosfera.

Os principais mecanismos de emissão aqui analisados foram o *bremsstrahlung* e a girorressonância térmicos, uma vez que são os mecanismos conhecidos para a emissão em radiofrequências. Foi demonstrado que o *bremsstrahlung* depende apenas das distribuições de densidade de elétrons e de temperatura cinética da atmosfera solar, ao passo que, além dessas distribuições, a girorressonância possui uma dependência dos campos magnéticos presentes nas regiões ativas, originados entre o 2° e o 4° harmônicos da girofrequência, consoante os trabalhos de Shibasaki *et al.* (1994), White *et al.* (1995), Kundu *et al.* (2001) e Vourlidas *et al.* (2006).

A centralização da região ativa foi integrada à rotina de extrapolação de campo magnético a fim de tornar o espaçamento lateral entre os *voxels* equidistantes. Essa rotina apresentou resultados adequados e coerentes com as intensidades de campo magnético do magnetograma obtido pelo HMI (*Helioseismic and Magnetic Imager*), um dos instrumentos a bordo do satélite SDO (*Solar Dynamics Observatory*). Além disso, incorporou-se uma pseudoparalelização nas rotinas, a fim de agilizar o processamento e ajustar à demanda de espaço e utilização de memória requerida pelas rotinas utilizadas. Com isso, pode-se operar com regiões ativas maiores e com maior resolução.

Para todos os *pixels* da região analisada cujo campo magnético estivesse fora da faixa estipulada, foi atribuído o valor do Sol calmo, calculado com base na densidade de elétrons e temperatura cinética do modelo SSC.

O modelo foi aplicado à região ativa AR 12470, do dia 17 de dezembro de 2015, com base no magnetograma obtido pelo SDO/HMI às 14:51 UT. Esta região foi selecionada em consequência de sua disponibilização pelo ALMA durante o período de Verificação da Ciência, conforme descrito na Seção 5.2.2. A aplicação da modelagem em um número maior de frequências (quatro, neste caso) tornou o modelo mais confiável, uma vez que ele mostrou eficiência nas frequências propostas.

Uma ferramenta adicional utilizada, é o Pikaia, que é um algoritmo que utiliza dos recursos de evolução por meio da seleção natural para encontrar a melhor solução de um pro-

blema. Este algoritmo prestou grande auxílio ao trabalho para que se encontrasse o melhor modelo de atmosfera. Mesmo assim, após a definição da atmosfera pelo algoritmo genético, ainda foi necessário que se fizessem alguns ajustes finos para que realmente fosse determinado o modelo proposto neste trabalho.

Os resultados encontrados para os perfis de densidade de elétrons e de temperatura cinética foram agrupados em três regiões distintas: associada à umbra, à penumbra e demais áreas da região ativa. Só assim foi possível determinar um modelo propício e correlacionado com as imagens observadas. Essa segmentação também foi proposta por Nita *et al.* (2018), em que eles encontraram três perfis para o Sol calmo (internetwork (IN), rede (NW) e rede avançada (ENW)) e quatro perfis de regiões ativas (umbra de manchas solares (UMB), penumbra (PEN), *plage* (PL) e fácula (FA)).

Os perfis de densidade de elétrons e temperatura cinética encontrados para cada área calculada foram mostrados nos gráficos da Figura 34, que mostram correlação com outros perfis encontrados por estudos anteriores, como o de Nita *et al.* (2018). Na área de maior concentração de campos magnéticos, a temperatura cinética apresentou valores menores que as outras áreas até uma altitude de ~ 200 km. Entretanto, acima de 200 km da superfície solar mostraram valores maiores que nas outras áreas, e uma densidade de elétrons com um gradiente negativo maior, o que gerou uma temperatura de brilho abaixo do Sol calmo com emissão unicamente em *bremsstrahlung*, o que está em conformidade com $T_b \propto n_e^2 T^{-\frac{1}{2}}$.

Os resultados encontrados pelo modelo, para as frequências em 248 GHz e 107 GHz, foram consideradas consistentes, uma vez que apresentaram uma variação máxima de 8% da temperatura de brilho em relação aos mapas obtidos pelo ALMA. A geometria da imagem apresentou uma forma consistente, onde se podem distinguir as regiões de maior brilho.

Em 34 GHz, o valor máximo encontrado foi $\sim 42\%$ inferior aos valores da temperatura de brilho obtidos nas observações. A hipótese levantada foi a de existência da contribuição de outro mecanismo de emissão na temperatura de brilho. Uma análise sobre essa hipótese foi abordada na Seção 7.3.

Em 17 GHz, o modelo confirmou que, por ser um região altamente polarizada, existe uma grande contribuição da girorressonância no brilho emitido pela região, o que está em conformidade com os estudos de Vourlidas *et al.* (2006) e outros, já citados neste trabalho. A Figura 42a mostrou que a emissão *bremsstrahlung* em 17 GHz não alcançou o brilho observado nesta frequência. A inclusão da girorressonância mostrou ainda alguma dificuldade de chegar aos valores da temperatura de brilho obtidas pela observação do NoRH.

Acredita-se que um dos possíveis fatores que prejudicaram o cálculo da girofrequência foi o tamanho da área com campos magnéticos acima de 2200 G, os quais são importantes para que ocorra a contribuição girorressonante. A Figura 43a mostra o tamanho dessa área na altitude de ~ 1080 km, onde é definida a contribuição para o 3° harmônico, e o contorno apresentou apenas 15 *pixels*. O mesmo acontece para as contribuições dos outros harmônicos que, apesar de ser uma contribuição menor, ainda sim apresentam um acréscimo significativo no brilho

(Figuras 43b e c).

O acréscimo de 7,5% nos valores do campo magnético do cubo resultante da extrapolação magnética teve como objetivo o aumento da área da região de contribuição dos harmônicos. Este acréscimo pode ser atribuído também à falta de dados sobre as componentes B_x e B_y na fotosfera solar, uma vez que foram usados os magnetogramas LOS (*line of sight*). Contudo, somente o 3° harmônico mostrou uma contribuição significativa na temperatura de brilho em 17 GHz.

Considera-se que o modelo aqui proposto apresentou um resultado coerente e consistente como os mapas observados, destacando-se a grande dificuldade de se chegar a um modelo que fosse satisfatório para quatro frequências distintas, observadas por dois instrumentos diferentes. Mesmo assim, o modelo foi capaz de reproduzir os valores do mecanismos *bremsstrahlung* e a geometria das imagens observadas nas frequências propostas. Com os ajustes das temperaturas coronais na região da umbra ((YOSHIDA; TSUNETA, 1996)) e dos valores do campo magnético, consideraram-se satisfatórios os valores de temperatura de brilho provenientes da contribuição girorressonante, para a frequência de 17 GHz, uma vez que constatou-se que os resultados encontrados apresentaram uma boa correlação com o mapa observado pelo NoRH.

O trabalho trouxe uma contribuição significativa para a área de Física Solar, mostrando que a emissão sobre uma região ativa pode ter perfis atmosféricos distintos, correlacionados com a intensidade do campo magnético. O trabalho também mostrou a possibilidade de existir outros mecanismos de emissão que contribuem para o brilho nos mapas gerados em radiofrequências.

8.1 Perspectivas futuras

O modelo construído tem características robustas e foi testado em seus limites máximos de cálculos e computacionais, podendo ser adaptado e otimizado a fim de ter a inclusão de outras variáveis que possam apresentar melhores resultados nas modelagens incluindo o maior número de imagens em rádio frequência disponíveis. Um exemplo de melhoramento deste modelo é a inclusão de variação radial da temperatura e densidade nos tubos de campos magnéticos, além dos graus de liberdade já existentes no modelo.

Os cálculos da contribuição dos elétrons não térmicos podem ser aperfeiçoados e incluídos no modelo, de forma que se encontre a possível contribuição da emissão girosíncontron.

O modelo poderá ser aplicado nas imagens do *Large Latin American Millimeter Array* (LLAMA)¹⁵. O LLAMA disponibilizará observações em frequências acima de 17 GHz, que trazem informações das camadas abaixo da região de transição na cromosfera baixa. A

¹⁵O LLAMA é um projeto científico e tecnológico do Brasil em conjunto com a Argentina. O radiotelescópio do LLAMA será localizado na Puna de Atacama - Argentina e será capaz de realizar observações do universo em comprimentos de ondas milimétricos e submilimétricos

utilização de outras imagens do ALMA, como o exemplo deste trabalho em 248 GHz, simultaneamente com as observações futuras do LLAMA, serão de grande interesse para provar a qualidade do modelo 3D, uma vez que serão possíveis as observações simultâneas em duas ou mais frequências para que o modelo atmosférico seja altamente robusto para identificação das estruturas atmosféricas que são observadas no Sol. Um número maior de frequências usadas para o modelo trará um potencial muito grande e confiável para fazer análise da cromosfera.

Outro possível trabalho, será utilizar a modelagem das mais diversas frequências possíveis para construir um outro modelo que faça a previsão e detecção de *flares* que possam ocorrer na atmosfera solar.

REFERÊNCIAS

ADDISON WESLEY. **Pearson Education Inc.** 2007. Disponível em: <http://cse.ssl.berkeley.edu/bmendez/ay10/2002/notes/lec12.html>. Acesso em: 10 out. 2014. 20

ALISSANDRAKIS, C. E. On the computation of constant alpha force-free magnetic field. **A&A**, v. 100, p. 197–200, jul. 1981. 34

ALISSANDRAKIS, C. E. *et al.* Modeling of the Sunspot-Associated Microwave Emission Using a New Method of DEM Inversion. **Sol. Phys.**, v. 294, p. 23, jan. 2019. 81

_____. Center-to-limb observations of the Sun with ALMA . Implications for solar atmospheric models. **A&A**, v. 605, p. A78, set. 2017. 34, 68, 71

BACHMANN, K. T.; WHITE, O. R. Observations of hysteresis in solar cycle variations among seven solar activity indicators. **Sol. Phys.**, v. 150, p. 347–357, mar. 1994. 15

BARRON, W. *et al.* Solar radio emission. In: JURSA, A. S. (Ed.). Handbook of Geophysics and the space environment. [S.l.]: Air Force Geophysics Laboratoty - USA, 1985. cap. 11. 38

BASU, S.; ANTIA, H. M. Changes in Solar Dynamics from 1995 to 2002. **ApJ**, v. 585, p. 553–565, mar. 2003. 18

BROSIUS, J. W. *et al.* Coronal Magnetography of a Solar Active Region Using Coordinated SERTS and VLA Observations. **ApJ**, v. 488, p. 488–498, out. 1997. 33

CHARBONNEAU, P. Genetic Algorithms in Astronomy and Astrophysics. **ApJS**, v. 101, p. 309, dez. 1995. 44

CLIVER, E. W.; KEER, N. C. Richard Christopher Carrington: Briefly Among the Great Scientists of His Time. **Sol. Phys.**, v. 280, p. 1–31, set. 2012. 20

COSTA, J. E. R. *et al.* Solar Radius Variations at 48 GHZ Correlated with Solar Irradiance. **ApJ**, v. 520, p. L63–L66, jul. 1999. 46, 47, 48

DULK, G. A. Radio emission from the sun and stars. ARA&A, v. 23, p. 169–224, 1985. 26, 27

DURRANT, C. J. Linear force-free magnetic fields and coronal models. Australian Journal of Physics, v. 42, p. 317–329, 1989. 24

FONTENLA, J. *et al.* Calculation of Solar Irradiances. I. Synthesis of the Solar Spectrum. **ApJ**, v. 518, p. 480–499, jun. 1999. 60

FONTENLA, J. M.; AVRETT, E. H.; LOESER, R. Energy balance in the solar transition region. I - Hydrostatic thermal models with ambipolar diffusion. **ApJ**, v. 355, p. 700–718, jun. 1990. 31

_____. Energy balance in the solar transition region. II - Effects of pressure and energy input on hydrostatic models. **ApJ**, v. 377, p. 712–725, ago. 1991. 31

_____. Energy balance in the solar transition region. III - Helium emission in hydrostatic, constant-abundance models with diffusion. **ApJ**, v. 406, p. 319–345, mar. 1993. 31

GABRIEL, A. The Solar Corona. In: Schmelz, J. T.; Brown, J. C. (Ed.). **NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C.** [S.l.: s.n.], 1992. (NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C, v. 373), p. 277. 31

GARY, G. A. Linear force-free magnetic fields for solar extrapolation and interpretation. **ApJS**, v. 69, p. 323–348, fev. 1989. 23

HANSLMEIER, A. **The Sun and Space Weather**. Springer, 2007. (Astrophysics and Space Science Library). ISBN 9781402056048. Disponível em: http://books.google.com.br/books?id=MKJJzY6BDNIC>. 20

HATHAWAY, D. D. H. **NASA: Solar Physics [online]**. 2014. Disponível em: http://solarscience.msfc.nasa.gov>. 15, 17, 18, 20

HATHAWAY, D. H. The Solar Cycle. Living Reviews in Solar Physics, v. 7, p. 1, mar. 2010. 15

KELVINSONG. Wikimedia Commons. Diagram of the Sun. 2012. Disponível em: http://en.wikipedia.org/wiki/File:Sun_poster.svg. Acesso em: 29 abr. 2014. 17

KOBELSKI, A. *et al.* Solar Observations with the Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA). In: Dorotovic, I.; Fischer, C. E.; Temmer, M. (Ed.). **Coimbra Solar Physics Meeting: Ground-based Solar Observations in the Space Instrumentation Era**. [S.l.: s.n.], 2016. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 504), p. 327–329. 40, 41

KUNDU, M. R. *et al.* A Radio Study of the Evolution of Spatial Structure of an Active Region and Flare Productivity. **ApJS**, v. 133, p. 467–482, abr. 2001. 33, 76, 83

KUSESKI, R. A.; SWANSON, P. N. The solar brightness temperature at millimeter wavelengths. **Sol. Phys.**, v. 48, p. 41–48, maio 1976. 74

KUTNER, M. Astronomy: A Physical Perspective. Cambridge University Press, 2003. ISBN 9780521529273. Disponível em: http://books.google.com.br/books?id=2QVmiMW000MC>. 19

LEMEN, J. R. *et al.* The Atmospheric Imaging Assembly (AIA) on the Solar Dynamics Observatory (SDO). **Sol. Phys.**, v. 275, p. 17–40, jan. 2012. 42

LIVINGSTON, W.; PENN, M. J.; SVALGAARD, L. Decreasing Sunspot Magnetic Fields Explain Unique 10.7 cm Radio Flux. **ApJ**, v. 757, p. L8, set. 2012. 15, 16, 63

LOW, B. C.; FLYER, N. The Topological Nature of Boundary Value Problems for Force-Free Magnetic Fields. **ApJ**, v. 668, p. 557–570, out. 2007. 24

MOLDWIN, M. An Introduction to Space Weather. Cambridge University Press, 2008. ISBN 9780521861496. Disponível em: http://www.cambridge.org/9780521861496>. 17

NAKAGAWA, Y.; RAADU, M. A. On Practical Representation of Magnetic Field. Sol. Phys., v. 25, p. 127–135, jul. 1972. 22, 24, 50

NAKAJIMA, H. *et al.* The Nobeyama radioheliograph. **IEEE Proceedings**, v. 82, p. 705–713, maio 1994. 38

NITA, G. M. *et al.* Three-dimensional Radio and X-Ray Modeling and Data Analysis Software: Revealing Flare Complexity. **ApJ**, v. 799, p. 236, fev. 2015. 34

_____. Dressing the Coronal Magnetic Extrapolations of Active Regions with a Parameterized Thermal Structure. **ApJ**, v. 853, p. 66, jan. 2018. 7, 34, 35, 84

NORH. **Nobeyama Radioheliograph**. 2017. Disponível em: http://solar.nro.nao.ac.jp/norh/. Acesso em: 20 dez. 2017. 39

OLIVEIRA E SILVA, A. J.; SELHORST, C. L. The behavior of the spotless active regions during the solar minimum 23-24. In: Nandy, D.; Valio, A.; Petit, P. (Ed.). Living Around Active Stars. [S.l.: s.n.], 2017. (IAU Symposium, v. 328), p. 137–139. 16

OLIVEIRA FILHO, K. d. S.; SARAIVA, M. d. F. O. Astronomia e Astrofísica. 3. ed. São Paulo, Brasil: Editora Livraria da Física, 2014. 19

PENN, M. J.; LIVINGSTON, W. Temporal Changes in Sunspot Umbral Magnetic Fields and Temperatures. **ApJ**, v. 649, p. L45–L48, set. 2006. 15

PESNELL, W. D. **SDO Solar Dynamics Observatory[online]**. 2017. Acessado em 19/12/2017. Disponível em: <//http://sdo.gsfc.nasa.gov/>. 21, 37, 42, 43, 46

RAMATY, R. Gyrosynchrotron Emission and Absorption in a Magnetoactive Plasma. **ApJ**, v. 158, p. 753, nov. 1969. 81, 82

RIEUTORD, M.; RINCON, F. The Sun's Supergranulation. Living Reviews in Solar Physics, v. 7, p. 2, jun. 2010. 30

RYBICKI, G. B.; LIGHTMAN, A. P. **Radiative processes in astrophysics**. [S.l.: s.n.], 1979. 29

SCHWABE, M. Die Sonne. Von Herrn Hofrath Schwabe. Astronomische Nachrichten, v. 20, p. 283, mar. 1843. 20

SEEHAFER, N. Determination of constant alpha force-free solar magnetic fields from magnetograph data. **Sol. Phys.**, v. 58, p. 215–223, jul. 1978. 50

SELHORST, C. L. *et al.* The 17 GHz Active Region Number. **ApJ**, v. 790, p. 134, ago. 2014. 15, 16, 38

SELHORST, C. L.; COSTA, J. E. R.; SILVA, A. V. R. 3-D Solar Atmospheric Model Over Active Regions. In: **The Dynamic Sun: Challenges for Theory and Observations**. [S.l.: s.n.], 2005b. (ESA Special Publication, v. 600), p. 9.1. 34, 50

SELHORST, C. L.; SILVA, A. V. R.; COSTA, J. E. R. Radius variations over a solar cycle. **A&A**, v. 420, p. 1117–1121, jun. 2004. 38

_____. Solar atmospheric model with spicules applied to radio observation. **A&A**, v. 433, p. 365–374, abr. 2005a. 7, 18, 31, 32, 53, 59, 75, 83

SELHORST, C. L. *et al.* Temporal and angular variation of the solar limb brightening at 17 GHz. **A&A**, v. 401, p. 1143–1150, abr. 2003. 38

SELHORST, C. L.; Silva-Válio, A.; COSTA, J. E. R. Solar atmospheric model over a highly polarized 17 GHz active region. **A&A**, v. 488, p. 1079–1084, set. 2008. 16, 34, 39, 83

SELHORST, C. L. *et al.* Solar Polar Brightening and Radius at 100 and 230 GHz Observed by ALMA. **ApJ**, v. 871, p. 45, jan. 2019. 59, 68, 71

SHIBASAKI, K. Radio Synoptic Maps and Polar CAP Brightening. In: Balasubramaniam, K. S.; Harvey, J.; Rabin, D. (Ed.). **Synoptic Solar Physics**. [S.l.: s.n.], 1998. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 140), p. 373. 39

SHIBASAKI, K. *et al.* A purely polarized S-component at 17 GHz. **PASJ**, v. 46, p. L17–L20, abr. 1994. 32, 33, 34, 39, 76, 78, 83

SHIMOJO, M. *et al.* One Solar-Cycle Observations of Prominence Activities Using the Nobeyama Radioheliograph 1992-2004. **PASJ**, v. 58, p. 85–92, fev. 2006. 38

SILSO DATA/IMAGE ROYAL OBSERVATORY OF BELGIUM, B. World Data Center for the production, preservation and dissemination of the international sunspot number [online]. 2019. Disponível em: http://www.sidc.be/silso/yearlyssnplot>. 21

SILVA, A. V. R. d. Nossa Estrela: o Sol. São Paulo, Brasil: Editora Livraria da Física, 2006. 19, 20

SIMÕES, P. J. A.; COSTA, J. E. R. Solar bursts gyrosynchrotron emission from three-dimensional sources. **A&A**, v. 453, p. 729–736, jul. 2006. 81

STIX, M. The sun : an introduction. [S.l.: s.n.], 2004. 22

TAKANO, T. *et al.* An Upgrade of Nobeyama Radioheliograph to a Dual-Frequency (17 and 34 GHz) System. In: Trottet, G. (Ed.). **Coronal Physics from Radio and Space Observations**. [S.l.: s.n.], 1997. (Lecture Notes in Physics, Berlin Springer Verlag, v. 483), p. 183. 38

TAPPING, K. F.; CHARROIS, D. P. Limits to the accuracy of the 10.7 CM flux. **Sol. Phys.**, v. 150, p. 305–315, mar. 1994. 15

VERNAZZA, J. E.; AVRETT, E. H.; LOESER, R. Structure of the Solar Chromosphere. Basic Computations and Summary of the Results. **ApJ**, v. 184, p. 605–632, set. 1973. 31

_____. Structure of the solar chromosphere. II - The underlying photosphere and temperature-minimum region. **ApJS**, v. 30, p. 1–60, jan. 1976. 31

_____. Structure of the solar chromosphere. III - Models of the EUV brightness components of the quiet-sun. **ApJS**, v. 45, p. 635–725, abr. 1981. 31

VOURLIDAS, A.; GARY, D. E.; SHIBASAKI, K. Sunspot Gyroresonance Emission at 17 GHz: A Statistical Study. **PASJ**, v. 58, p. 11–20, fev. 2006. 27, 33, 34, 39, 60, 76, 83, 84

WHITE, S. M. *et al.* Observing the Sun with the Atacama Large Millimeter/submillimeter Array (ALMA): Fast-Scan Single-Dish Mapping. **Sol. Phys.**, v. 292, p. 88, jul. 2017. 40, 68, 71

WHITE, S. M.; KUNDU, M. R. Radio Observations of Gyroresonance Emission from Coronal Magnetic Fields. **Sol. Phys.**, v. 174, p. 31–52, ago. 1997. 76

WHITE, S. M. *et al.* The Radio Properties of Solar Active Region Soft X-Ray Transient Brightenings. **ApJ**, v. 450, p. 435, set. 1995. 83

YOSHIDA, T.; TSUNETA, S. Temperature Structure of Solar Active Regions. ApJ, v. 459, p. 342, mar. 1996. 33, 66, 81, 85

ZIRIN, H. Astrophysics of the sun. [S.l.: s.n.], 1988. 31

ZIRIN, H.; BAUMERT, B. M.; HURFORD, G. J. The microwave brightness temperature spectrum of the quiet sun. **ApJ**, v. 370, p. 779–783, abr. 1991. 31, 39