



Ministério da
Ciência e Tecnologia



INPE-15746-TDI/1491

INVESTIGAÇÃO RÁDIO-INTERFEROMÉTRICA DE FENÔMENOS SOLARES E MÉTODO DE CALIBRAÇÃO USANDO SATÉLITES DE GPS

Felipe Ramos Hald Madsen

Tese de Doutorado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelos
Drs. José Roberto Cecatto e Hanumant Shankar Sawant, aprovada em 26 de
fevereiro de 2009.

Registro do documento original:

<<http://urlib.net/sid.inpe.br/mtc-m18@80/2009/02.12.00.19>>

INPE
São José dos Campos
2009

PUBLICADO POR:

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE

Gabinete do Diretor (GB)

Serviço de Informação e Documentação (SID)

Caixa Postal 515 - CEP 12.245-970

São José dos Campos - SP - Brasil

Tel.:(012) 3945-6911/6923

Fax: (012) 3945-6919

E-mail: pubtc@sid.inpe.br

CONSELHO DE EDITORAÇÃO:**Presidente:**

Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação Observação da Terra (OBT)

Membros:

Dr^a Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação

Dr. Haroldo Fraga de Campos Velho - Centro de Tecnologias Especiais (CTE)

Dr^a Inez Staciarini Batista - Coordenação Ciências Espaciais e Atmosféricas (CEA)

Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Dr. Ralf Gielow - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos (CPT)

Dr. Wilson Yamaguti - Coordenação Engenharia e Tecnologia Espacial (ETE)

BIBLIOTECA DIGITAL:

Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação de Observação da Terra (OBT)

Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Jefferson Andrade Ancelmo - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Simone A. Del-Ducca Barbedo - Serviço de Informação e Documentação (SID)

REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:

Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Marilúcia Santos Melo Cid - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Yolanda Ribeiro da Silva Souza - Serviço de Informação e Documentação (SID)

EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:

Viveca Sant´Ana Lemos - Serviço de Informação e Documentação (SID)



Ministério da
Ciência e Tecnologia



INPE-15746-TDI/1491

INVESTIGAÇÃO RÁDIO-INTERFEROMÉTRICA DE FENÔMENOS SOLARES E MÉTODO DE CALIBRAÇÃO USANDO SATÉLITES DE GPS

Felipe Ramos Hald Madsen

Tese de Doutorado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelos
Drs. José Roberto Cecatto e Hanumant Shankar Sawant, aprovada em 26 de
fevereiro de 2009.

Registro do documento original:

<<http://urlib.net/sid.inpe.br/mtc-m18@80/2009/02.12.00.19>>

INPE
São José dos Campos
2009

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

Madsen, Felipe Ramos Hald .
M267i Investigação rádio-interferométrica de fenômenos solares e método de calibração usando satélites de GPS / Felipe Ramos Hald Madsen. – São José dos Campos : INPE, 2009.
219p. ; (INPE-15746-TDI/1491)

Tese (Astrofísica) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2009.

Orientadores : Drs. José Roberto Cecatto e Hanumant Shankar Sawant.

1. Interferometria. 2. Explosões Solares. 3. Buracos Coronais. 4. Calibração. 5. Radioastronomia. I.Título.

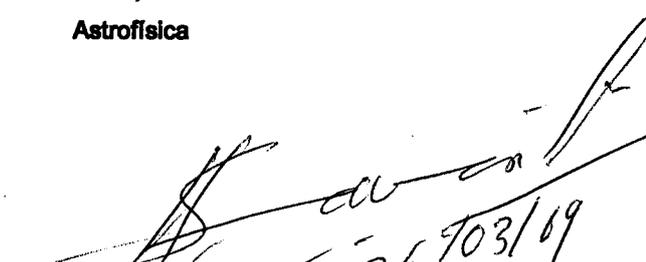
CDU 523.9:520.872

Copyright © 2009 do MCT/INPE. Nenhuma parte desta publicação pode ser reproduzida, armazenada em um sistema de recuperação, ou transmitida sob qualquer forma ou por qualquer meio, eletrônico, mecânico, fotográfico, reprográfico, de microfilmagem ou outros, sem a permissão escrita do INPE, com exceção de qualquer material fornecido especificamente com o propósito de ser entrado e executado num sistema computacional, para o uso exclusivo do leitor da obra.

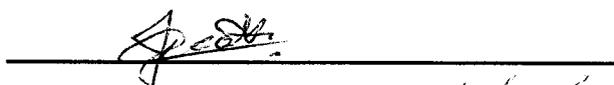
Copyright © 2009 by MCT/INPE. No part of this publication may be reproduced, stored in a retrieval system, or transmitted in any form or by any means, electronic, mechanical, photocopying, recording, microfilming, or otherwise, without written permission from INPE, with the exception of any material supplied specifically for the purpose of being entered and executed on a computer system, for exclusive use of the reader of the work.

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

Dr. Hanumant Shankar Sawant


26/03/09
Presidente / Orientador(a) / INPE / SJCampos - SP

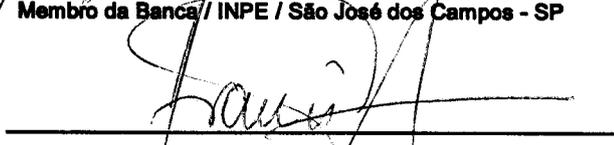
Dr. José Roberto Cecatto



Dr. Joaquim Eduardo Rezende Costa


Membro da Banca / INPE / São José dos Campos - SP

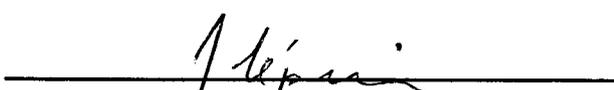
Dr. Francisco Carlos Rocha Fernandes


Convidado(a) / UNIVAP / São José dos Campos - SP

Dr. Claudio Faria


Convidado(a) / FUC/ MG / Poços de Caldas - MG

Dr. Jacques Raymond Daniel Lépine


Convidado(a) / IAG/USP / São Paulo - SP

Aluno (a): Felipe Ramos Hald Madsen

São José dos Campos, 26 de fevereiro de 2009

À Ana Carolina e toda nossa família...

AGRADECIMENTOS

A conclusão deste trabalho somente foi possível graças às instituições que fomentaram e proveram a estrutura necessária para isto e às contribuições diversas das pessoas com quem tenho convivido nos últimos anos.

Inicialmente, gostaria de manifestar minha gratidão à minha esposa, Ana Carolina, por todo o amor, confiança, apoio, compreensão, paciência e companheirismo, manifestados todos os dias em todas as intermináveis noites de trabalho em que ficou ao meu lado.

Aos meus orientadores, Dr. José Roberto Cecatto, Dr. Hanumant Shankar Sawant, e Dr. Subramaniam Ananthakrishnan, agradeço pelos cursos ministrados, pelas discussões científicas, por me indicarem os caminhos a seguir e por toda a dedicação com que atuaram na orientação deste trabalho.

Agradeço também aos docentes do curso de Pós-Graduação em Astrofísica do INPE, aos técnicos responsáveis pela operação e manutenção do “Brazilian Decimetric Array” (BDA) e do “Giant Metrewave Radio Telescope” (GMRT).

Ao Dr. Prasad Subramaniam, ao Dr. Ishwara Chandra e ao Dr. Pramesh Rao, agradeço pela grande contribuição para o aprendizado de técnicas de redução de dados interferométricos, principalmente utilizando o programa “Astronomical Image Processing System” (AIPS). Pela cessão de dados de imageamento com o “Gauribidanur Radio Heliograph” (GRH), bem como por importantes discussões científicas e técnicas, agradeço ao Dr. Rajaram Ramesh, pesquisador do Instituto Indiano de Astrofísica (IIA). De grande importância também é a contribuição da Dra. Hana Mészárosóvá, pesquisadora do Observatório Ondřejov, a quem agradeço por ceder os dados de análise de periodicidades nas curvas de luz do GMRT. Agradeço também ao Dr. Dale Gary, pesquisador do “New Jersey Institute of Technology”, pelas importantes contribuições dadas ao método de calibração de dados interferométricos utilizando satélites de GPS.

Pelo apoio operacional, agradeço a A. Joshi do NCRA, J. K. Solanki do GMRT, e Elaine, Valdirene e Nilda, da Divisão de Astrofísica do INPE. Aos meus amigos e colegas de trabalho Dr. Ubiratan S. Freitas, Dr. Claudio Faria, Dr. Janardhan Padmanabhan, Dr. Carlos Alexandre Wuensche, Dr. Francisco Jablonski, Dr. Cristiano da Rocha, Dr. Jacques Lepine, Dr. Sergio Scarano Jr, M. Sc. Eder Martioli, Sr. Jorge

Fernando Valle Silva e Sr. Luis Cesar Moraes, agradeço pelas discussões científicas e técnicas que muito contribuíram para a realização deste trabalho.

A todos os colegas de trabalho na Vale Soluções em Energia, especialmente o Dr. Demetrio Bastos Netto, Dr. Sergio Butkewitsch Choze, Dr. Luis Filipe Wiltgen Barbosa, M. Sc. Paulo Marcelo de Avellar Silva, Eng. Airton Estevão dos Santos e Eng. Marcelo Médici Dias Ferreira, agradeço pelo apoio nas fases finais da elaboração deste trabalho.

A contribuição e o apoio dos meus familiares e amigos é também muito importante. Por isso, agradeço especialmente a meus pais, Célia e Paulo, por terem criado as condições necessárias para que eu pudesse realizar este trabalho. Agradeço ainda a José Luiz, Léa, Terezinha, A. J. Hald Madsen (em memória), Sônia, Alberto, Marcelo, Duca, Ingrid, Priscilla, Marina, Johanne, Rafael, Bruna, Alan, Daniel, Nina, Helgus, Isaac, Mariella, Fábio, Maria Angélica, Cleomarden, Maria Augusta, Pedro Henrique, Michelly, Ana Lia, Maurício, Sofia, Alexandre, Marli, Marcelo, Liciane, Lucas, Tabitha, Vini, Juliana Corsi, Bruno, Martha, João, Valéria, André, Lua, Glória, Márcio, Geraldo, Renata, Juliana Meanda, Gustavo, Camila, Julio, Rodrigo, Ian, Carlos, Natália, Deepak, Marzia, Shobbha e Ratna.

Finalmente, agradeço à Comissão de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (CAPES) pela concessão da Bolsa de Doutorado, e ao Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq) pela concessão da Bolsa de Doutorado Sanduíche, processo número 201270/2004-8, no período de Fevereiro a Dezembro de 2005. Ao Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE), ao “National Centre for Radio Astrophysics” (NCRA) do “Tata Institute of Fundamental Research” (TIFR), instituição que controla o GMRT, agradeço pelo apoio dado a este trabalho através dos cursos e da infraestrutura oferecidos.

RESUMO

As explosões solares e os buracos coronais são fenômenos solares que estão diretamente associados à dinâmica do campo magnético solar e que têm grande importância para o Clima Espacial. Observações rádio-interferométricas nas bandas métrica e decimétrica são contrapartidas importantes em investigações multi-espectrais destes fenômenos pois é somente através do uso de interferômetros que podem ser atingidas, nestas faixas de frequências, resoluções angulares comparáveis às dos observatórios espaciais solares de ultra-violeta e raios-X em operação atualmente – da ordem de segundos de arco. Neste contexto, o “Giant Metrewave Radio Telescope” (GMRT) foi utilizado para a realização das observações de explosões solares e buracos coronais apresentadas neste trabalho, respectivamente na banda de frequência dupla de 244/611 MHz, com resolução angular de $\sim 60/20''$ e na banda de 157 MHz, com resolução angular de $\sim 60''$. Nos mapas solares do GMRT, foram obtidas faixas dinâmicas que variam entre 20:1 e 170:1, no caso de imageamento instantâneo (“snapshot”) ou por síntese de rotação, respectivamente. Através de investigações multi-espectrais de um buraco coronal observado com o GMRT em 04/06/2005, utilizando imagens de rádio em ondas métricas, ultravioleta extremo e raios-X moles, foi possível obter as suas características morfológicas e determinar sua temperatura e densidade eletrônica, respectivamente $7,7 \times 10^5$ K e $6,79 \times 10^7$ cm⁻³. Por outro lado, através de investigações multi-espectrais de uma explosão solar observada com o GMRT em 26/11/2005, utilizando imagens e curvas de luz em rádio, ultravioleta e raios-X moles, foi possível estimar que a altura da região onde a energia da explosão foi liberada é ~ 100 Mm acima da Fotosfera. Além disso, através da análise de periodicidades nas curvas de luz em rádio utilizando transformada *Morlet Wavelet*, foi detectada a ocorrência de oscilações acústicas com períodos de 187, 215 e 283 segundos, indicando a presença de estruturas associadas a estas oscilações com extensões no intervalo 30 – 50 Mm. As observações solares interferométricas, contudo, normalmente não são completamente calibradas devido à falta de fontes calibradoras com fluxos da mesma ordem ou maiores que o do Sol, e a principal implicação disso é uma limitação na qualidade das imagens solares interferométricas. Enquanto isso, os satélites do Sistema de Posicionamento Global (GPS) podem ser considerados fontes pontuais para a maior parte dos interferômetros solares em operação atualmente, com órbitas bem conhecidas e fluxo na superfície da Terra com intensidade maior que a do fluxo solar em 1575 MHz. Buscando obter mapas solares com qualidade ainda maior do que aquela que pode ser obtida com as técnicas utilizadas atualmente, um novo método para calibração de observações interferométricas solares é proposto neste trabalho, utilizando os satélites de GPS como fontes calibradoras. Este método foi aplicado a observações solares realizadas com o protótipo do “Brazilian Decimetric Array” (PBDA) e os resultados obtidos indicam que os sinais de satélites de GPS são adequados para a calibração de fontes de emissão muito intensas, podendo ser aplicados a observações solares interferométricas.

RADIO INTERFEROMETRIC INVESTIGATIONS OF SOLAR PHENOMENA AND CALIBRATION METHOD USING GPS SATELLITES

ABSTRACT

Solar flares and coronal holes are solar phenomena that are directly associated with the dynamics of the solar magnetic field and of great importance for Space Weather. Radio interferometric observations in metric and decimetric wavelengths are important counterparts to multi-wavelength investigations of such phenomena as it is only through interferometry that it is possible to achieve angular resolutions of the order of seconds of arc, comparable to that of the present solar observatories in space. In this sense, the observations of solar flares and coronal holes presented in this work were carried out with the Giant Metrewave Radio Telescope (GMRT), respectively in the double frequency band at 244/611 MHz, with angular resolution of $\sim 60/20''$ and at 157 MHz, with angular resolution of $\sim 60''$. The dynamic ranges achieved in the GMRT solar maps range between 20:1 and 170:1, respectively for snapshots and aperture synthesis. Multi-wavelength investigations of a coronal hole observed with GMRT on 06/04/2005 were carried out using solar images at meter wavelengths, extreme ultraviolet and soft x-rays, leading to the morphology of the coronal hole and the determination of its temperature and electron density, respectively 7.7×10^5 K e 6.79×10^7 cm⁻³. On the other hand, multi-wavelength investigations of a solar flare observed with GMRT on 11/26/2005 were carried out using solar images and light curves in metric and decimetric wavelengths, extreme ultraviolet and soft x-rays, leading to an estimate that the site of energy release in this flare was located ~ 100 Mm above the solar photosphere. The radio light curves were also searched for oscillation periods through *Morlet Wavelet* transform, leading to the detection of acoustic oscillations with periods of 187, 215 and 283 seconds, indicating the presence of oscillation sources extending in the range 30 – 50 Mm. However, Solar interferometric data are usually not uniquely and completely calibrated due to the lack of calibrator sources with fluxes of the same order or higher than that of the Sun, hence limiting the quality of the interferometric solar maps. On the other hand, the satellites of the Global Positioning System (GPS) can be regarded as point sources for most of the solar-observing arrays, with well known orbits and power transmitted, so that the resulting flux on Earth's surface is higher than that of the Quiet Sun at 1575 MHz. Aiming to obtain solar maps better than those obtained with present techniques, a new method is proposed in this work, making use of GPS satellites as calibrator sources. This calibration technique was applied to solar observations using the prototype of the Brazilian Decimetric Array (PBDA). The results indicate that the GPS signals are adequate for calibration of very strong sources and can be applied to interferometric solar observations.

SUMÁRIO

Pág.

LISTA DE FIGURAS

LISTA DE TABELAS

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

1 INTRODUÇÃO	27
1.1 Fenômenos solares	27
1.1.1 Explosões solares	28
1.1.2 Buracos Coronais	32
1.2 Observações solares interferométricas	34
1.2.1 O problema de calibração de dados interferométricos solares e satélites artificiais como fontes calibradoras	37
1.3 Contexto, motivação e objetivos	38
2 FUNDAMENTOS DE INTERFEROMETRIA	41
2.1 Coerência espacial em rádio astronomia	42
2.2 Resposta de um interferômetro	47
2.3 Amostragem das visibilidades	53
2.4 Métodos de deconvolução	58
2.4.1 O método CLEAN	59
2.4.2 O Método da Entropia Máxima (MEM)	61
3 INSTRUMENTAÇÃO	63
3.1 Correlacionadores Digitais	63
3.2 Giant Metrewave Radio Telescope (GMRT)	65
3.2.1 Aplicações do GMRT	66
3.2.2 Configuração do Arranjo	67
3.2.3 Antenas	68
3.2.4 Alimentadores e “Front-Ends”	70
3.2.5 Sistema Receptor	72
3.2.6 Correlacionador	73

3.2.7	Controle e Aquisição de Dados	74
3.3	Brazilian Decimetric Array (BDA)	76
3.3.1	Configuração do arranjo	77
3.3.2	Antenas, rastreio e alimentadores	78
3.3.3	Sistema receptor	80
3.3.4	Correlacionador e aquisição de dados	83
3.3.5	Aplicações do PBDA	85
4	OBSERVAÇÕES SOLARES COM ALTA RESOLUÇÃO ESPA-	
	CIAL	87
4.1	Metodologia empregada nas observações	87
4.1.1	Observações de 157 MHz em 03 e 04 de Junho de 2005	88
4.1.2	Observações de 244/614 MHz em 26 de Novembro e 17 de Dezembro de 2005	91
4.1.3	Observações de 157 MHz em 10 e 12 de Dezembro de 2005	92
4.2	Redução de dados	93
4.2.1	Edição	94
4.2.2	Calibração	97
4.2.3	Imageamento	100
5	RESULTADOS DAS OBSERVAÇÕES SOLARES COM ALTA	
	RESOLUÇÃO ESPACIAL	105
5.1	O Buraco Coronal observado em 04/06/2005	105
5.1.1	Mapas solares do GMRT em 157 MHz	105
5.1.2	Mapa solar do SoHO/EIT em 195 Å	109
5.1.3	Mapa solar do GOES-12/SXI em Raios-X Moles	110
5.1.4	Mapa solar do GRH em 115 MHz	110
5.1.5	Características morfológicas do Buraco Coronal	111
5.1.5.1	Associação entre o efeito de projeção e a direção do campo magnético	114
5.1.6	Parâmetros de Plasma do Buraco Coronal	120
5.2	Explosão solar observada utilizando o GMRT em 26/11/2005	123
5.2.1	Mapas solares do GMRT em 244 e 611 MHz	123
5.2.2	Curvas de luz do GMRT em 244 e 611 MHz	125
5.2.3	Dinâmica das fontes de emissão em rádio	127
5.2.4	Análise temporal dos dados do GMRT em 244 e 611 MHz	135

6 UM NOVO MÉTODO PARA CALIBRAÇÃO DE DADOS INTERFEROMÉTRICOS	141
6.1 Etapas da calibração	144
6.2 Coordenadas dos satélites	144
6.3 Variação da fase do interferômetro	147
6.4 Dispersão em fase e ganhos de calibração	149
6.5 Aplicação da calibração	151
6.6 Testes preliminares com o BDA	152
6.7 Observações solares com o BDA	159
7 CONCLUSÕES	169
7.1 Perspectivas futuras	171
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	173
A REDUÇÃO DE DADOS INTERFEROMÉTRICOS NO AIPS .	187
B ALOCAÇÃO DE TEMPO DO GMRT	199
C BUSCA DE CALIBRADORES DO VLA	201
D PROGRAMAS COMPUTACIONAIS PARA REDUÇÃO DOS DADOS DO BDA	205

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
1.1 Representação esquemática das fases de uma explosão solar típica nas observações de diferentes regiões do espectro eletromagnético e de partículas energéticas.	30
1.2 Representação esquemática de um modelo de flare onde a região de aceleração está localizada na região associada a emissão de plasma em ondas métricas, indicando também as fontes de emissão de plasma em ondas decimétricas, emissão girossincrotrônica em microondas, emissão livre-livre térmica em raios-X moles (RXM) e emissão livre-livre não-térmica de alvo espesso em raios-X duros (RXD).	31
1.3 Imagem do Sol em RXM obtida em 26/08/1992 com o “Solar X-ray Telescope”, a bordo do satélite Yohkoh. A região escura no Norte do disco solar corresponde a um buraco coronal, enquanto as regiões mais claras correspondem a maior intensidade de emissão, produzida pelo aprisionamento das partículas de plasma aquecido nos arcos de campo magnético.	33
2.1 Antenas do interferômetro “Very Large Array” (VLA), localizado em Socorro, EUA.	41
2.2 Radiotelescópio de Arecibo, localizado em Porto Rico.	42
2.3 Representação esquemática dos sistemas de coordenadas normalmente utilizados em interferometria para a obtenção de imagens da distribuição de brilho de fonte fontes celestes.	46
2.4 Esquema apresentando os vetores utilizados para derivar a função de coerência espacial no caso em que as fontes de interesse estão confinadas a uma pequena região do céu. Os contornos representam a distribuição de brilho $I_\nu(\mathbf{s})$	47
2.5 Geometria de um interferômetro simples	49
2.6 Resposta (componente real) normalizada de um interferômetro em função do atraso geométrico para as larguras de banda 2,5, 5,0, 10,0 e 20,0 MHz. A frequência central é $\nu_0 = 1200$ MHz.	51

2.7	Representação da transformação das coordenadas das posições das antenas do sistema cartesiano, X, Y, Z , para o sistema equatorial, h, δ . X é a direção do meridiano no equador celeste, Y coincide com a direção Leste e Z coincide com a direção do pólo Norte do céu, de forma que o plano XZ coincide com o plano meridiano.	55
2.8	Representação esquemática da cobertura uv associada a uma linha de base (L_X, L_Y, L_Z) , obtida quando uma fonte é rastreada ao longo do intervalo de tempo das observações. A curva inferior corresponde à reversão do sentido do vetor associado à linha de base, representando os pontos do plano uv para os quais as visibilidades são dadas pelo complexo conjugado das visibilidades observadas.	56
2.9	Cobertura uv do GMRT obtida das observações realizadas pelo autor, para fontes em diferentes declinações e tempos de observação: (acima, à esquerda) Fonte calibradora 0521+166 em 04/06/2005, a 16° de declinação; (acima, à direita) Sol em 04/06/2005, a 22° de declinação; (abaixo, à esquerda) Fonte calibradora 1822-096 em 10/12/2005, a -9° de declinação; (abaixo, à direita) Sol em 10/12/2005, a -22° de declinação. . . .	57
3.1	Esquema simplificado do processamento dos dados de cada par de antenas em um correlacionador FX.	64
3.2	Esquema simplificado do processamento dos dados de cada par de antenas em um correlacionador XF. τ_i representa um módulo de atraso instrumental para compensação de atraso geométrico.	65
3.3	Configuração e localização do arranjo de antenas do GMRT.	67
3.4	Foto de uma das antenas do GMRT.	68
3.5	Detalhe da superfície refletora e da sua fixação à estrutura das antenas do GMRT.	69
3.6	Detalhe do suporte dos alimentadores das antenas do GMRT, mostrando os alimentadores de 150 MHz (voltado para baixo), de 235/610 MHz (centro) e de 327 MHz (voltado para cima).	71
3.7	Configuração das antenas do PBDA, incluindo a posição do centro de controle e aquisição de dados. As posições das antenas 1 a 5 são indicadas por A1, A2, A3, A4 e A5, respectivamente.	78
3.8	Antenas do BDA instaladas no campus do INPE em Cachoeira Paulista, SP, em 12/2004.	79
3.9	Foto de um dos alimentadores log-periódicos do BDA, cujo intervalo de frequências de operação é 1,2 – 1,7 GHz.	79

3.10	Diagrama detalhado do sistema receptor do PBDA.	82
3.11	Esquema representando as operações realizadas pelo chip correlacionador do PBDA.	84
3.12	Diagrama funcional do chip correlacionador.	85
4.1	Fluxograma mostrando a sequência normalmente adotada para as varreduras em observações interferométricas. Os ciclos de varreduras da fonte alvo e do calibrador secundário são repetidos até o final das observações.	90
4.2	Fluxograma mostrando as etapas do processo de redução de dados interferométricos. Note que os processos de edição de dados e calibração, assim como os processos de imageamento e auto-calibração, são realizados de forma iterativa até que resultados satisfatórios sejam alcançados.	94
4.3	Resultados de calibração dos dados da fonte 3C286 em observações com o GMRT em 26/11/2005. As figuras representam as amplitudes e fases das visibilidades como função da distância uv . (Acima, à esquerda) Amplitude das visibilidades antes da calibração; (Acima, à direita) Amplitudes das visibilidades após a calibração; (Abaixo, à esquerda) Fases das visibilidades antes da calibração; (Abaixo, à direita) Fases das visibilidades após a calibração.	103
4.4	Resultados de calibração dos dados da fonte 3C298 em observações com o GMRT em 26/11/2005. As figuras representam as amplitudes e fases das visibilidades como função da distância uv . (Acima, à esquerda) Amplitude das visibilidades antes da calibração; (Acima, à direita) Amplitudes das visibilidades após a calibração; (Abaixo, à esquerda) Fases das visibilidades antes da calibração; (Abaixo, à direita) Fases das visibilidades após a calibração.	104
5.1	Mapas do Sol em escala de tons de cinza obtidos com o GMRT em 157 MHz nos dias 03 (acima) e 04 (abaixo) de Junho de 2005, respectivamente nos intervalos 08:06 – 11:52 UT e 07:21 – 11:30UT. O círculo branco no centro das imagens tem 32' de diâmetro, indicando a posição e tamanho aproximados do disco Solar visível. Por outro lado, os pequenos círculos brancos no canto inferior esquerdo das imagens representam as dimensões do feixe sintetizado. A região escura no Hemisfério Norte indicada com uma seta é o Buraco Coronal estudado.	107
5.2	Cobertura uv do GMRT (157 MHz) em baixas frequências espaciais para a posição do Sol em 04 de Junho de 2005, no intervalo 07:21 – 11:30 UT.	108

5.3	Mapa em UVE do SoHO/EIT em 195 \AA obtido às 07:13 UT do dia 04/06/2007. O nível do contorno é 880 contagens/pixel e indica os limites do Buraco Coronal. A escala de cinzas, cujo valor inicial é 800 contagens por pixel, está representada no topo, em unidades de 1000 contagens por pixel.	109
5.4	Mapa em RXM do GOES-12/SXI no intervalo de comprimentos de onda $6 - 65 \text{ \AA}$ obtido às 10:00 UT do dia 04/06/2005. A escala de tons de cinza está representada no topo, em unidades de DN/s, onde o valor inicial é 0,7 DN/s.	111
5.5	Mapa de contornos do Sol em 115 MHz obtido com o GRH às 08:30 UT do dia 04 de Junho de 2005. O pico de temperatura de brilho é $\sim 1.1 \times 10^6 \text{ K}$ e corresponde à fonte puntual próxima ao limbo no quadrante Sudoeste, e o intervalo entre os níveis dos contornos é $5.5 \times 10^4 \text{ K}$. A circunferência indica a posição e tamanho aproximados do disco Solar visível, e o feixe do instrumento está representado no canto inferior direito da figura. A região hachurada corresponde ao Buraco Coronal.	112
5.6	Representação dos 17 cortes radiais utilizados para medir os limites do Buraco Coronal em diferentes ângulos de posição, com a origem no limbo Oeste no mapa de UVE em 195 \AA obtido às 07:13 UT do dia 04/06/2005. A escala de cinzas é o inverso da representada na Figura 5.3, e as direções Norte e Oeste estão respectivamente no topo e no lado direito da figura.	113
5.7	Posição dos pontos médios do Buraco Coronal sobre o disco Solar (indicado pelo círculo) em diferentes comprimentos de onda.	115
5.8	Mapa de contornos obtido com o GMRT em 157 MHz no dia 04/06/2005 sobreposto aos mapas em escala de tons de cinza em UVE (acima), em unidades de 1000 contagens por pixel, e em RXM (abaixo), em unidades de DN/s. A escala de tons de cinza está representada no topo, enquanto o feixe sintetizado do GMRT está representado no canto inferior esquerdo de cada mapa. Os níveis dos contornos em 157 MHz são -3, 3, 5, 10, 15, 20, 25, 30, 35, 40, 45, 50, 60, 70, 80, 90, 100, 125, 150 e 170 vezes o nível do ruído rms. O contorno tracejado corresponde ao nível $-3 \times \text{rms}$, e indica que poucos artefatos foram criados na imagem devido à cobertura uv incompleta no nível recíproco ao primeiro contorno.	116
5.9	Geometria associada à Hipótese I. LV denota a direção da linha de visada, enquanto O representa o centro geométrico do Sol, onde tem origem o ângulo θ	117

5.10	Minimização do parâmetro χ^2 calculado a partir dos valores dos limites do Buraco Coronal em UVE e RXM.	119
5.11	Curva de luz do monitor de Raios-X dos satélites GOES-10 e GOES-12, mostrando a variação do fluxo solar entre os dias 24 e 26/11/2005 (acima), onde o pequeno retângulo tracejado na curva em vermelho indica o evento estudado neste trabalho, representado em detalhes (abaixo).	124
5.12	Curvas de luz obtidas pela estação de San Vito, Itália, da rede “Radio Solar Telescope Network” (RSTN), nas frequências de 245 e 410 MHz. . .	125
5.13	Mapa do Sol obtido com o GMRT em 244 MHz às 07:01:30 UT do dia 26 de Novembro de 2005. A circunferência verde tem 32’ de diâmetro, indicando a posição e o diâmetro aproximados do disco solar visível, enquanto seu centro é indicado pela cruz. As regiões demarcadas por linhas tracejadas e denominadas U1, U2 e U3 foram identificadas como as principais fontes de radiação associadas à explosão estudada. O pequeno círculo branco no canto inferior esquerdo da imagem representa as dimensões do feixe sintetizado.	126
5.14	(à esquerda) Mapa do Sol obtido com o GMRT em 611 MHz às 06:59:31 UT do dia 26 de Novembro de 2005. A circunferência verde tem 32’ de diâmetro, indicando a posição e o diâmetro aproximados do disco solar visível, enquanto seu centro é indicado pela cruz. (à direita) Detalhe das principais fontes de radiação associadas à explosão estudada, denominadas D1, D2 e D3 e demarcadas por linhas tracejadas. Os segmentos de reta que formam a cruz verde têm 400”, indicando a escala da imagem. Os pequenos círculos brancos no canto inferior esquerdo das imagens representam as dimensões do feixe sintetizado.	127
5.15	Curvas de luz obtidas a partir dos mapas do GMRT em 244 MHz, correspondentes às fontes U1, U2 e U3, associadas à explosão solar observada no intervalo 06:50 – 07:12 UT no dia 26/11/2005.	128
5.16	Curvas de luz obtidas a partir dos mapas do GMRT em 611 MHz, correspondente às fontes D1, D2 e D3, associadas à explosão solar observada no intervalo 06:50 – 07:12 UT no dia 26/11/2005.	129
5.17	Diagrama mostrando as posições adotadas para as fontes de radiação em 244 MHz (U1, U2 e U3 – quadrados) e 611 MHz (D1, D2 e D3 – triângulos) sobre o mapa obtido com o SoHO/EIT em 195 Å às 06:48:10 UT do dia 26/11/2005.	131

5.18	Mapas de contornos mostrando a evolução temporal das fontes de emissão em 244 MHz associadas à explosão estudada. O número no canto superior direito de cada painel equivale ao tempo decorrido (em segundos) após as 06:50:00 UT de 26/11/2005. As posições aproximadas das fontes U1, U2 e U3 estão indicadas no painel 510.	133
5.19	Mapas de contornos mostrando a evolução temporal das fontes de emissão em 611 MHz associadas à explosão estudada. O número no canto superior direito de cada painel equivale ao tempo decorrido (em segundos) após as 06:50:00 UT de 26/11/2005. As posições aproximadas das fontes D1, D2 e D3 estão indicadas no painel 540.	134
5.20	Espectros de potência <i>Wavelet</i> referentes às curvas de luz das fontes U1 (acima), U2 (meio) e U3 (abaixo). O tempo em segundos relativo ao início da curva de luz, às 6:50:01 UT, é representado no eixo horizontal, enquanto o intervalo de períodos avaliados é representado no eixo vertical. Os períodos encontrados, estão representados sobre as regiões correspondentes em cada um dos espectros.	138
5.21	Espectros de potência <i>Wavelet</i> referentes às curvas de luz das fontes D1 (acima), D2 (meio) e D3 (abaixo). O tempo em segundos relativo ao início da curva de luz, às 6:50:01 UT, é representado no eixo horizontal, enquanto o intervalo de períodos avaliados é representado no eixo vertical. Os períodos encontrados, estão representados sobre as regiões correspondentes em cada um dos espectros.	139
6.1	Fluxograma mostrando as etapas do processo de calibração dos dados do BDA a partir de observações de satélites de GPS.	145
6.2	Sistemas de coordenadas utilizados na modelagem: az, dz (à esquerda) e θ, ϕ (à direita)	147
6.3	Espectros de potência das visibilidades complexas obtidas nas observações do satélite de GPS BIIA-22 (PRN 05) no dia 13/07/2007, nas linhas de base 1x2 (esquerda) e 4x5 (direita).	154
6.4	Fases desenroladas das visibilidades complexas das observações do satélite de GPS BIIA-22 (PRN 05) em 13/07/2007. Os rótulos dos dados (line1–10) estão ordenados por número da linha de base (1x2, 1x3, 1x4, 1x5, 2x3, 2x4, 2x5, 3x4, 3x5, 4x5).	155

6.5	Fases desenroladas do modelo de variação de fase associado à variação de posição do satélite de GPS BIIA-22 (PRN 05) em 13/07/2007. Os rótulos de dados (line1–10) estão ordenados por número da linha de base (1x2, 1x3, 1x4, 1x5, 2x3, 2x4, 2x5, 3x4, 3x5, 4x5).	155
6.6	Representação da dispersão em fase resultante das observações do satélite de GPS BIIA-22 (PRN 05) em 13/07/2007. Os rótulos de dados (line1–10) estão ordenados por número da linha de base (1x2, 1x3, 1x4, 1x5, 2x3, 2x4, 2x5, 3x4, 3x5, 4x5).	157
6.7	Representação das fases em cada linha de base após a aplicação da calibração nos dados das observações do satélite de GPS BIIA-22 (PRN 05) em 13/07/2007. Os rótulos de dados (line1–10) estão ordenados por número da linha de base (1x2, 1x3, 1x4, 1x5, 2x3, 2x4, 2x5, 3x4, 3x5, 4x5).	157
6.8	Representação da ordenação das visibilidades apropriada para a aplicação do algoritmo de FFT do Octave para obtenção de mapas interferométricos a partir de dados do BDA. A linha superior indica a linha de base, a central indica o comprimento da linha de base, e a linha inferior, a posição no vetor.	158
6.9	Comparação entre o brilho unidimensional do satélite de GPS BIIA-22 (PRN 05) obtido através de observações com o BDA em 13/07/2007 e o feixe sintetizado teórico do BDA. A linha sólida representa o resultado das observações, enquanto os marcadores representam os valores da resposta do feixe sintetizado.	160
6.10	Mapa da evolução temporal da distribuição de brilho unidimensional do satélite de GPS BIIA-22 (PRN 05) obtido através de observações com o BDA em 13/07/2007. O nível dos contornos é indicado pela escala de cores no canto inferior direito da figura, com os valores da escala de unidades arbitrárias utilizada na Figura 6.9 multiplicados por 10.	160
6.11	Soluções de calibração em fase obtidas a partir das observações do satélite de GPS BIIR-03 (PRN 11) no dia 24/09/2007.	161
6.12	Mapas sujos do Sol obtidos com o PBDA nos dias 24, 25, 26, 27 e 28/09/2007 e calibrados a partir de observações de satélites de GPS. Os níveis dos contornos, em unidades arbitrárias, estão representados no canto inferior direito da figura e os mapas foram normalizados à mesma escala (arbitrária) de fluxo.	165

6.13	Fases calibradas das visibilidades solares obtidas com o PBDA nos dias 24, 25, 26, 27 e 28/09/2007. Os rótulos de dados (line1–10) estão ordenados por número da linha de base (1x2, 1x3, 1x4, 1x5, 2x3, 2x4, 2x5, 3x4, 3x5, 4x5).	166
6.14	Mapas da evolução temporal da distribuição de brilho unidimensional do Sol obtidos em observações com o PBDA nos dias 26, 27 e 28/09/2007. Os níveis de intensidade dos contornos estão representados no canto inferior esquerdo da figura, em unidades arbitrárias diferentes daquelas utilizadas na Figura 6.12.	167
6.15	Mapas do Sol em 195 Å obtidos pelo SoHO/EIT nos dias 26 (acima), 27 (meio) e 28/09/2007 (abaixo).	168
A.1	Imagem capturada de uma sessão do AIPS. A janela à esquerda é a principal, onde são digitados os comandos e também onde o programa imprime resultados e as mensagens principais. No topo à direita está a janela do servidor de TV, onde há uma imagem ilustrativa. As janelas na parte inferior direita são os servidores TEK e MSG – o último destinado à impressão de todas as mensagens do programa na tela.	188
A.2	Exemplo dos menus e da visualização gráfica da tarefa <i>tvflg</i> .	192
B.1	Exemplo de agenda observacional do GMRT, em Dezembro de 2005. O projeto do autor é o 09FRM01, indicado por linhas tracejadas.	200
C.1	Formulário digital da busca de calibradores do VLA.	201

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
3.1 Perdas de transmissão das antenas do GMRT	70
3.2 Comprimento das linhas de base do PBDA	78
3.3 Exemplo das entradas do arquivo de coordenadas do BDA	80
4.1 Principais parâmetros das observações com o GMRT	93
4.2 Parâmetros da redução dos dados do GMRT.	99
5.1 Parâmetros do mapa do GMRT em 157 MHz	108
5.2 Limites do Buraco Coronal em diferentes comprimentos de onda	114
5.3 Regiões correspondentes às curvas de luz do GMRT	127
5.4 Características temporais da explosão em cada uma das fontes	130
5.5 Coeficientes de correlação entre as curvas de luz	130
5.6 Possíveis extensões das fontes de sinais periódicos	136
6.1 Resumo das observações de satélites de GPS com o BDA	152
6.2 Resumo das observações solares realizadas com o PBDA	159

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

ADC	– Analog to Digital Converter
AIPS	– Astronomical Image Processing System
ALC	– Automatic Level Controller
ARTB	– Active Region Transient Brightening
BDA	– Brazilian Decimetric Array
CEB	– Central Electronics Building
CH	– Coronal Hole
EIT	– Extreme ultra-violet Imaging Telescope
FAPESP	– Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo
FASR	– Frequency Agile Solar Array
FFT	– Fast Fourier Transform
FITS-IDI	– Flexible Image Transport System - Interferometric Data Interchange
GMRT	– Giant Metrewave Radio Telescope
GOES	– Geostationary Operational Environmental Satellites
GPL	– General Public License
GPS	– Global Positioning System
GRH	– Gauribidanur Radio Heliograph
GTAC	– GMRT Time Allocation Committee
IAU	– International Astronomical Union
IF	– Intermediate Frequency
IIA	– Indian Institute of Astrophysics
INPE	– Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais
LCP	– Left-handed Circular Polarization
LNA	– Low Noise Amplifier
LTA	– Long Term Accumulation
LO	– Local Oscillator
LSB	– Lower Side Band
MAC	– Multiplier and Accumulator
MEM	– Maximum Entropy Method
NAIC	– National Astronomy and Ionosphere Center
NASA	– National Aeronautics and Space Administration
NCRA	– National Centre for Radio Astrophysics
NOAA	– National Oceanic and Atmospheric Administration
NRAO	– National Radio Astronomy Observatory
NRH	– Nançay Radio Heliograph
OVSA	– Owens Valley Solar Array
PBDA	– Prototype of the Brazilian Decimetric Array
RCP	– Right-handed Circular Polarization
RF	– Radio Frequency

RFI	–	Radio Frequency Interference
RHESSI	–	Reuven Ramaty High Energy Solar Spectroscopic Imager
RSTN	–	Radio Solar Telescope Network
RXD	–	Raios-X Duros
RXM	–	Raios-X Moles
SGD	–	Solar Geophysical Data
SoHO	–	Solar and Heliospheric Observatory
SXI	–	Soft X-ray Imager
SXT	–	Solar X-ray Telescope
TIFR	–	Tata Institute of Fundamental Research
TLE	–	Two-Line Elements
ToO	–	Target of Opportunity
UFS	–	Unidade de Fluxo Solar
USB	–	Upper Side Band
UT	–	Universal Time
UVE	–	Ultra Violeta Extremo
VLA	–	Very Large Array
VLACS	–	Very Large Array Calibrator Search
XBP	–	X-ray Bright Point

1 INTRODUÇÃO

O estudo de fenômenos solares teve início no Oriente há mais de 5000 anos, segundo indicam registros de observações de eclipses (uma revisão histórica é apresentada por [Guillermier e Koutchmy \(1999\)](#)), tendo sido fortemente beneficiado pelo surgimento da radioastronomia e pelo início da exploração espacial. O surgimento da radioastronomia possibilitou o conhecimento das regiões da atmosfera solar onde a emissão em ondas de rádio se origina, principalmente na Coroa solar, impulsionando o desenvolvimento da Física Solar a partir de meados do século XX.

As imagens do Sol com alta-resolução espacial (da ordem de segundos a poucos minutos de arco) principalmente nas bandas rádio, ultravioleta e raios-X revelam um Sol heterogêneo, com uma grande variedade de estruturas formadas devido à complexidade da organização do campo magnético Solar ([ASCHWANDEN et al., 2001](#)). A dinâmica destas estruturas dá origem aos processos denominados “reconexão magnética”, nos quais há uma súbita reorganização do campo magnético, tendo como consequência a liberação de grandes quantidades de energia na forma de ejeções de matéria, aceleração de partículas (que resulta em emissão de radiação eletromagnética) e aquecimento do plasma. Processos de aquecimento do plasma são descritos por exemplo por [Holman \(1985\)](#) e [Duijveman et al. \(1981\)](#), enquanto referências para revisões sobre os processos de emissão de radiação são apresentadas adiante neste capítulo.

Este capítulo apresenta o contexto sobre a investigação de alta resolução espacial de Buracos Coronais e explosões solares nas bandas de ondas métricas e decimétricas. Apresenta ainda a evolução das observações interferométricas solares, com ênfase nos resultados que motivam o desenvolvimento de um método para calibração de dados interferométricos solares em rádio por meio do uso de sinais de satélites.

1.1 Fenômenos solares

A atividade solar, conforme conhecida atualmente, apresenta duas componentes que se distinguem entre periódica e não-periódica, de acordo com as suas propriedades temporais. Entre os fenômenos periódicos, o mais conhecido e estudado há mais tempo é a variação da taxa de aparecimento de manchas solares e o seu ciclo de 11 anos. Os fenômenos não-periódicos, por outro lado, são aqueles que não estão aparentemente associados a nenhum tipo de periodicidade, cujos principais exemplos

são as explosões solares, as ejeções de massa coronal e o aparecimento e evolução dos buracos coronais.

Os fenômenos solares de interesse para este trabalho, descritos em detalhes a seguir, são Explosões Solares e Buracos Coronais, cuja ocorrência está fortemente associada à dinâmica do campo magnético solar. Estes fenômenos apresentam escalas de tempo que podem variar de dezenas ou centenas de milisegundos em explosões solares até alguns meses, no caso de buracos coronais.

1.1.1 Explosões solares

A primeira observação de explosões solares foi realizada por Carrington e Hodgson em 1859. As explosões solares, que ocorrem nas regiões ativas¹, são fenômenos em que uma grande quantidade de energia – tipicamente 10^{26} a 10^{32} erg – é liberada em um curto intervalo de tempo – as maiores durações são da ordem de dezenas de minutos. A hipótese mais aceita atualmente para a origem das explosões solares é o processo denominado reconexão magnética, no qual uma configuração magnética instável, com uma grande quantidade de energia armazenada, é subitamente reorganizada em uma configuração de mais baixa energia, resultando na liberação de energia magnética. Uma extensa revisão sobre processos de reconexão magnética e sua aplicação a explosões solares é apresentada por [Aschwanden \(2005\)](#).

Em sua maior parte, as explosões são compostas por três fases (Figura 1.1), de acordo com a descrição apresentada por [McLean e Labrum \(1985\)](#):

- *Precursora*: a energia é armazenada nas estruturas magnéticas cuja complexidade aumenta de forma gradual. O aumento da emissão em H- α , Raios-X Moles (RXM) e ondas centimétricas (3 – 30 GHz) também é gradual. A duração média da fase precursora das explosões é da ordem de alguns minutos, e a temperatura máxima na região onde ocorre a explosão é da ordem de $3 - 10 \times 10^6$ K.
- *Impulsiva*: as partículas são aceleradas e o plasma é aquecido devido à reconexão magnética e a consequente liberação da energia armazenada no campo magnético. Há um aumento repentino da emissão em H- α , raios-X

¹Regiões Ativas são as estruturas da atmosfera solar onde são observados os campos magnéticos com maior intensidade (centenas a milhares de Gauss) e complexidade, e cuja contrapartida visível são as manchas solares

duros, rádio e ultravioleta. Esta fase tem duração típica menor do que 5 minutos, sendo caracterizada pela emissão de radiação por processos não-térmicos. O aumento de emissão em instantes diferentes em cada banda do espectro eletromagnético, conforme representado na Figura 1.1, indica a ocorrência de processos físicos distintos.

- *Gradual*: ocorre um aumento gradual da emissão em raios-X moles devido ao preenchimento dos arcos magnéticos pelo plasma aquecido. É nesta fase, cuja duração típica é da ordem de dezenas de minutos, que ocorre a liberação da maior quantidade de energia e a região onde isto ocorre atinge também a sua maior área. As temperaturas máximas do plasma são da ordem de $1 - 3 \times 10^7$ K. Também são observados diferentes perfis temporais de emissão (Figura 1.1), também atribuídos à ocorrência de diferentes processos físicos.

De uma forma geral, a emissão da maior parte da radiação pode ser entendida de acordo com o cenário descrito a seguir e representado de forma esquemática na Figura 1.2. Uma parcela dos elétrons acelerados é aprisionada pelo campo magnético, seguindo órbitas helicoidais ao redor das linhas de campo e emitindo radiação giro-sincrotrônica em ondas milimétricas (30 – 300 GHz) e centimétricas (3 – 30 GHz).

Uma outra parcela dos elétrons escapa na forma de um feixe, viajando ao longo das linhas de campo magnético e excitando o plasma local, que emite radiação em ondas métricas e decimétricas através do processo de emissão de plasma. De um modo geral, as ondas métricas são emitidas por feixes de elétrons que se propagam para cima na atmosfera, em direção à alta coroa, enquanto as ondas decimétricas estão associadas aos feixes de elétrons que se propagam em direção à fotosfera (ver Figura 1.2).

Os raios-X moles são emitidos devido ao aquecimento do plasma confinado às linhas de campo da região onde ocorre a explosão, através do processo bremsstrahlung térmico. Os raios-X duros, por outro lado, são emitidos através do mecanismo bremsstrahlung de alvo espesso (não-térmico), quando os feixes de elétrons que se propagam em direção à fotosfera incidem sobre os “pés” dos “loops” de campo magnético, com densidades superiores a cerca de 10^{11} cm^{-3} .

O estudo das explosões solares em rádio contribuiu de forma significativa para a

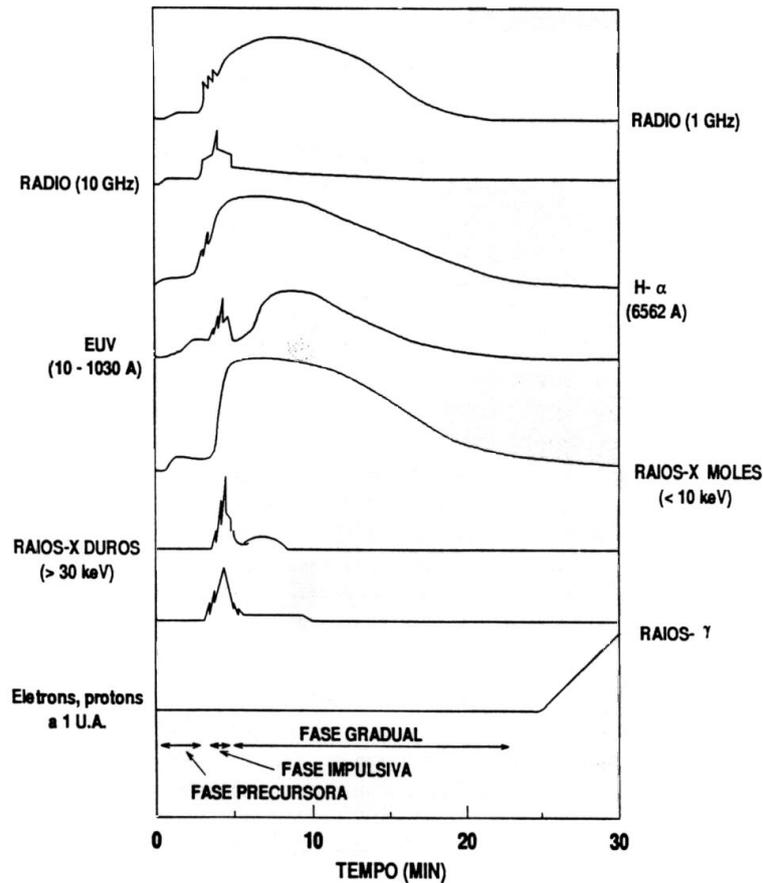


Figura 1.1 - Representação esquemática das fases de uma explosão solar típica nas observações de diferentes regiões do espectro eletromagnético e de partículas energéticas.

Fonte: [Fernandes \(1997\)](#)

compreensão atual destes fenômenos. Contudo, foi apenas após as observações da missão “Skylab” (1973,1974) que as explosões solares em rádio, sobretudo na região métrica e decimétrica, foram identificadas como contrapartidas das explosões solares observadas em raios-X, já que estas têm origem em regiões da atmosfera localizadas a mais de 2×10^4 km acima da fotosfera, onde as densidades eletrônicas são da ordem de $10^9 - 10^{10} \text{ cm}^{-3}$, que correspondem à emissão de plasma na região métrica e decimétrica.

[Bastian et al. \(1998\)](#) apresentam uma revisão detalhada sobre a emissão em ondas de rádio associada a explosões solares, enquanto [Aschwanden \(2005\)](#) apresenta uma complementação desta revisão, incluindo descrições detalhadas e referências para todos os processos radiativos citados nesta discussão.

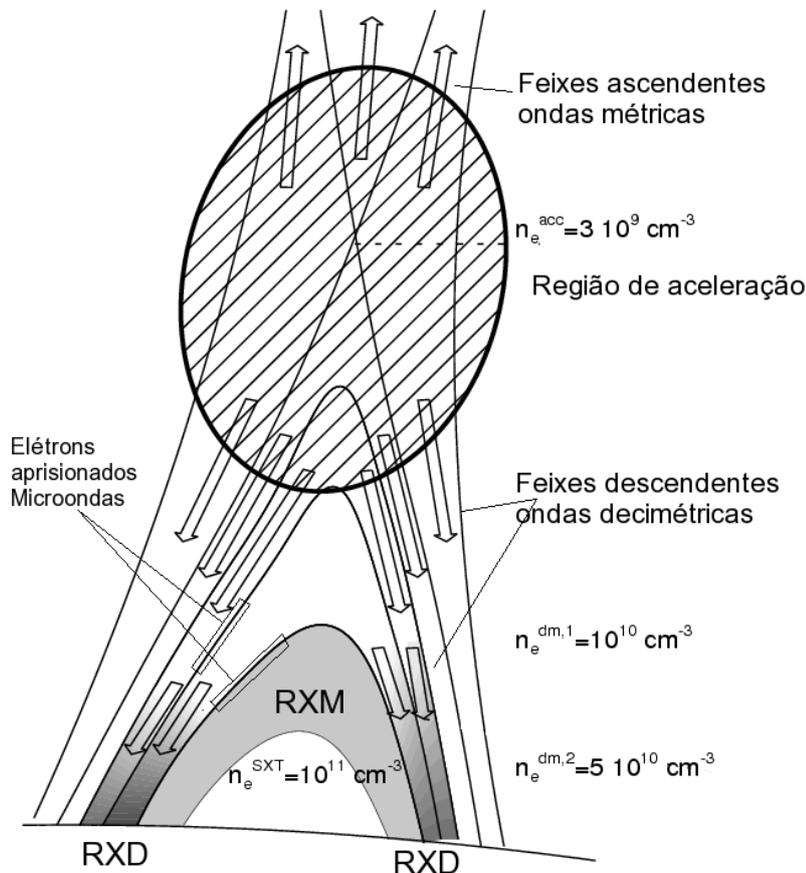


Figura 1.2 - Representação esquemática de um modelo de flare onde a região de aceleração está localizada na região associada a emissão de plasma em ondas métricas, indicando também as fontes de emissão de plasma em ondas decimétricas, emissão girossincrotrônica em microondas, emissão livre-livre térmica em raios-X moles (RXM) e emissão livre-livre não-térmica de alvo espesso em raios-X duros (RXD).

Fonte: Adaptado de [Aschwanden e Benz \(1997\)](#)

Apesar do grande conhecimento que se tem atualmente sobre a dinâmica e os processos radiativos associados às explosões solares, ainda há diversos problemas relacionados às explosões solares que não foram completamente resolvidos. Os principais problemas em aberto associados às explosões solares que demandam observações com alta resolução espacial e por isso serão abordados neste trabalho, são:

- a) Onde a energia da explosão é liberada?
- b) O que acontece com a energia após a liberação?

1.1.2 Buracos Coronais

Os Buracos Coronais são estruturas em grande escala na atmosfera solar cuja temperatura e densidade são inferiores às das suas vizinhanças, com temperaturas típicas de $T \approx 0,78 - 0,93$ MK entre $1,02$ e $1,07 R_{\odot}$, enquanto as temperaturas típicas da Coroa solar nas vizinhanças dos Buracos Coronais são $T \approx 0,94 - 1,2$ MK (HAB-BAL et al., 1993). As densidades no interior dos Buracos Coronais são inferiores às densidades ambientes nas suas vizinhanças por um fator $\sim 2 - 3$.

Devido a estas propriedades físicas, os Buracos Coronais manifestam-se como regiões com brilho menos intenso do que o brilho médio da Coroa na maior parte do espectro eletromagnético. As principais exceções são os mapas da linha de absorção de He I em 1083 nm, e alguns comprimentos de onda decamétricos, onde apresentam maior intensidade com relação ao brilho coronal médio, como observado por Lantos et al. (1987) em 30,9, 50 e 73,8 MHz. Um exemplo de Buraco Coronal em RXM é apresentado na Figura 1.3, onde pode ser visualizado como uma região escura próxima ao pólo Norte solar.

Os limites dos Buracos Coronais normalmente são determinados a partir dos mapas da linha de He I em 1083 nm, onde a menor densidade no interior do Buraco Coronal implica uma menor absorção da radiação neste comprimento de onda, resultando em uma região mais brilhante do que a média do disco solar. As características dos limites dos Buracos Coronais são descritas em detalhes por Kahler e Hudson (2002), enquanto Malanushenko e Jones (2005) apresentam um método para identificar e diferenciar os Buracos Coronais nos mapas de He I em 1083 nm.

A menor densidade e temperatura dos Buracos Coronais com relação às suas vizinhanças solares indicam que estas estruturas estão diretamente associadas ao campo magnético de grande escala da Coroa. Devido à extensão das linhas de campo magnético associadas aos buracos coronais – que podem se estender além da órbita da Terra (LANTOS, 1999) –, é comum dizer que o campo magnético nestas regiões é “aberto”. Naturalmente, esta denominação é apenas uma simplificação, referente à configuração local do campo magnético na região próxima ao Sol (distâncias $\lesssim 2R_{\odot}$).

Devido à associação com o campo magnético localmente aberto na Coroa solar, os Buracos Coronais têm grande importância para o Clima Espacial, uma vez que são as regiões onde tem origem a componente de alta velocidade do vento solar, que ao

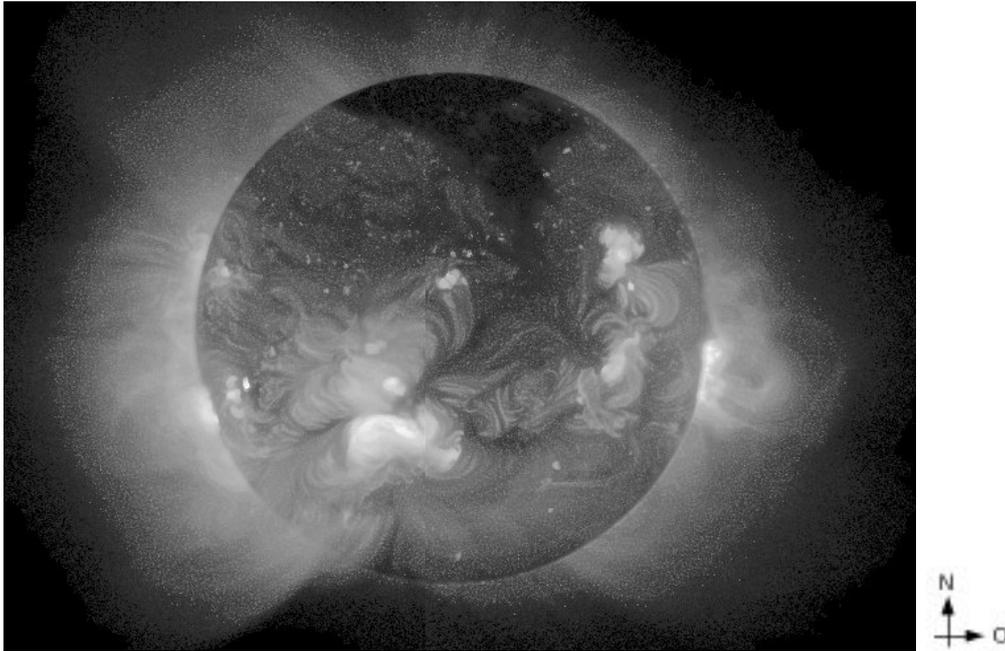


Figura 1.3 - Imagem do Sol em RXM obtida em 26/08/1992 com o “Solar X-ray Telescope”, a bordo do satélite Yohkoh. A região escura no Norte do disco solar corresponde a um buraco coronal, enquanto as regiões mais claras correspondem a maior intensidade de emissão, produzida pelo aprisionamento das partículas de plasma aquecido nos arcos de campo magnético.

Fonte: [Aschwanden \(2005\)](#)

propagar-se na direção da Terra atinge-a em cerca de 2 a 3 dias, interagindo com seu campo magnético e provocando tempestades geomagnéticas. Os Buracos Coronais são ainda, segundo [Hewish et al. \(1985\)](#), as fontes de um fluxo intermitente de partículas que dá origem a choques interplanetários em grande escala na região da órbita da Terra.

A sua presença nos pólos solares é constante ao longo do ciclo de atividade solar, e durante os períodos de descréscimo da atividade, os Buracos Coronais estendem-se em direção ao Equador solar, podendo cobrir boa parte da superfície da estrela, quando são denominados Buracos Coronais Equatoriais. Estas estruturas estão associadas a longas escalas de tempo, podendo manter-se estáveis por períodos de 1 a 2 meses ou mais.

Os estudos combinando observações em rádio frequências na banda de ondas métricas e em Ultra Violeta Extremo (UVE), feitos por [Dulk et al. \(1977\)](#), [Wang et al. \(1987\)](#) e mais recentemente por [Chiuderi-Drago et al. \(1999\)](#), foram todos realiza-

dos com rádio telescópios com resolução angular muito inferior à dos telescópios de UVE. Por este motivo, a modelagem dos buracos coronais ainda não está completa no que diz respeito às relações entre a emissão de radiação nestas bandas do espectro eletromagnético, que se supõe ser devida à mesma população de elétrons tanto em rádio quanto em UVE.

Observações de alta resolução de Buracos Coronais utilizando o GMRT são importantes para que se estude a emissão de radiação na faixa de ondas métricas com uma resolução angular $\gtrsim 20''$. Apesar de ainda estar aquém da resolução dos telescópios de UVE (da ordem de poucos segundos de arco), ainda não foram realizados em rádio estudos de Buracos Coronais com esta resolução. Tais estudos podem contribuir para a modelagem física dos Buracos Coronais, por exemplo no que diz respeito à dinâmica dos seus limites e à sua rotação com comportamento aproximado de corpo rígido, ao contrário do observado para as demais estruturas coronais.

1.2 Observações solares interferométricas

O início da história das observações solares interferométricas em rádio se confunde com o início da história da própria interferometria de ondas de rádio. A primeira observação em rádio que fazia uso do princípio interferométrico foi realizada por [McCready et al. \(1947\)](#), que utilizaram uma antena instalada no alto de um penhasco na costa para observar o Sol nascendo sobre o mar. Através da observação do padrão de interferência formado pela radiação proveniente diretamente do Sol e a sua reflexão no mar, foi possível mostrar a presença de uma intensa fonte de ondas de rádio nas vizinhanças de um grande grupo de manchas solares.

Os diversos instrumentos dedicados a observações solares produziram, ao longo de mais de 50 anos, resultados que contribuíram de forma importante para o avanço do conhecimento sobre os fenômenos solares. Por exemplo, [Sawant et al. \(1982\)](#), [Kundu et al. \(1986\)](#) utilizaram observações interferométricas para estudar, respectivamente, as posições das fontes de emissão associadas a explosões do tipo II e a associação entre emissão em raios-X duros e explosões em rádio nas bandas métrica e decamétrica. Entre estes instrumentos, podem ser citados os já desativados rádio heliógrafos de Culgoora ([LABRUM, 1972](#)) e Clark Lake ([KUNDU et al., 1983](#)), e os rádio heliógrafos em operação atualmente em Nançay – NRH ([KERDRAON; DELOUIS, 1997](#)) –, Nobeyama – NoRH ([NAKAJIMA et al., 1995a](#)) – e Gauribidanur – GRH ([RAMESH et al., 1998](#); [RAMESH et al., 2006](#)), além do “Owens Valley Solar Array” – OVSA ([HURFORD;](#)

GARY, 1989).

No entanto, a evolução da Física Solar resultou na necessidade de se estudar os fenômenos solares com maior resolução (KUNDU; WHITE, 2003), levando diversos astrônomos solares a realizar observações com os grandes interferômetros (com linhas de base $\gtrsim 10$ km e resoluções de segundos de arco), com o objetivo de investigar detalhes morfológicos destes fenômenos em comparação com outras bandas do espectro eletromagnético (por exemplo UVE e RXM) onde se costuma obter resoluções desta mesma ordem de grandeza.

Uma característica importante que pode ser inferida a partir de observações em rádio, sobretudo na região métrica e decimétrica, é a formação de feixes de elétrons com distribuição não-térmica, conforme discutido na Seção 1.1.1, em explosões solares nas diversas escalas de energia liberada associadas às explosões. Por exemplo, Kundu et al. (1980) utilizaram o Rádio Heliógrafo de Clark Lake para procurar por explosões em rádio do tipo-III associadas a fontes de raios-X compactas identificadas em imagens da missão Skylab.

Estas fontes de raios-X são denominadas XBPs (“X-ray Bright Points”) e estão associadas a campos magnéticos bipolares. Naquele estudo, no entanto, Kundu et al. (1980) encontraram uma associação de apenas 10% entre XBPs e explosões do tipo-III. Mais tarde, utilizando imagens em raios-X moles obtidas com o experimento SXT, a bordo do satélite Yohkoh e imagens em rádio obtidas com o NRH em 5 frequências fixas no intervalo 150–450 MHz, Kundu et al. (1994) obtiveram uma correlação maior, indicando que as XBPs são capazes de acelerar elétrons a energias não-térmicas, sugerindo um mecanismo semelhante ao de liberação de energia das explosões solares, e uma possível associação entre estes fenômenos.

Os abrilhantamentos transientes em regiões ativas (ARTBs), descobertos por Shimizu et al. (1992) através de observações em raios-X moles, são uma outra forma de liberação de energia em pequena escala, também possivelmente associada às explosões solares. A associação destes eventos aos micro-*flares* descobertos por Lin et al. (1984) tem sido investigada através da busca de uma contrapartida não-térmica para os ARTBs, principalmente em ondas métricas e decimétricas. Devido à versatilidade do instrumento, Gary et al. (1997) utilizaram o OVSA para procurar por contrapartidas para ARTBs em diversas frequências em rádio, com uma cobertura espectral que inclui frequências correspondentes a ondas métricas, decimétricas e

microondas. Naquele estudo, [Gary et al. \(1997\)](#) concluíram que a emissão em parte dos eventos é o resultado de uma população não-térmica de elétrons, indicando que os ARTBs podem ser identificados como *micro-flares*, e portanto como extensões de baixa energia da distribuição geral de explosões solares.

Este problema, contudo, continua em aberto, e tentativas têm sido feitas por [Sawant et al. \(2006\)](#) para encontrar contrapartidas para estes eventos em ondas decimétricas utilizando o “Giant Metrewave Radio Telescope” – GMRT ([SWARUP et al., 1991](#); [ANANTHAKRISHNAN; RAO, 2002](#)) –, em conjunto com observações em raios-X duros do satélite Reuven Ramaty High Energy Solar Spectroscopic Imager (RHESSI). Até o momento, no entanto, não foi possível concluir sobre esta associação, devido à baixa atividade solar do período atual, e também devido à não-ocorrência de eventos simultâneos dentro do campo de visada de ambos os telescópios.

A busca por fontes compactas, contudo, não é um objeto de estudo recente em Física Solar. [Kerdran \(1979\)](#) utilizou o NRH para obter perfis de brilho unidimensionais do Sol a uma cadência de 0,02 s e resolução angular de 1,2' em 169 MHz. Mais tarde, o “Very Large Array” – VLA ([THOMPSON et al., 1980](#)) – foi utilizado por diversos autores e em diversas faixas de frequência e configurações para produzir imagens do Sol com alta fidelidade (uma discussão sobre fidelidade das imagens interferométricas será apresentada adiante neste trabalho), também buscando por fontes compactas associadas a uma grande variedade de fenômenos solares. Alguns exemplos de resultados obtidos nestas observações são apresentados por [Gopalswamy et al. \(1991\)](#), [White et al. \(1992\)](#), [Zlobec et al. \(1992\)](#), [Willson \(2000\)](#).

Buscando obter imagens solares em frequências de ondas métricas e decimétricas que combinassem alta resolução e alta fidelidade, [Mercier et al. \(2006\)](#) realizaram observações simultâneas com o NRH e o GMRT. Os dados resultantes destas observações foram combinados de forma pioneira, sintetizando o comportamento de um telescópio que reúne a alta resolução e sensibilidade do GMRT (descrito em detalhes no Capítulo 3), ao imageamento solar de alta fidelidade alcançado pelo NRH, resultando em mapas solares cuja fidelidade é cerca de 10 vezes melhor do que a previamente alcançada em qualquer mapa solar de alta resolução em ondas métricas.

Os trabalhos mencionados, assim como diversos outros estudos solares que fazem uso de observações interferométricas em rádio, mostram que a utilização de grandes

interferômetros tem grande importância para o avanço do conhecimento atual sobre os problemas atuais da Física Solar. Contudo, conforme discutido na Seção 1.2.1 a seguir, ainda há dificuldades quanto à calibração e a fidelidade das imagens solares obtidas por estes grandes telescópios, que após superadas permitirão a obtenção de resultados ainda melhores a partir destes instrumentos.

1.2.1 O problema de calibração de dados interferométricos solares e satélites artificiais como fontes calibradoras

Quando se utiliza um interferômetro de ondas de rádio para realizar observações solares, deve-se tomar cuidado especial com fatores operacionais que podem degradar a qualidade das observações, conforme discutido por Bastian (1989). Os principais são:

- a necessidade de fontes de ruído com temperatura adequada para a calibração da resposta do sistema receptor no regime de operação correspondente ao das observações solares;
- a necessidade de acomodar as grandes variações de fluxo solar ($\gtrsim 10^3$ Jy) devido às explosões solares; e,
- a falta de fontes celestes calibradoras com fluxo comparável ao do Sol, para garantir que a calibração das visibilidades seja feita em condições de operação semelhantes às condições das observações solares.

Para garantir uma boa calibração das visibilidades² em amplitude e fase, é necessário incluir no projeto do telescópio fontes de ruído com alta temperatura e dispositivos dimensionados para não interferir nas fases das visibilidades. Os atenuadores e controladores automáticos de nível, por exemplo, devem ser especialmente projetados para que sua operação não insira flutuações de fase nas visibilidades medidas (BASTIAN, 1989).

No entanto, o problema da falta de fontes celestes calibradoras com fluxo comparável ao do Sol logicamente não pode ser resolvido através de alterações no projeto do

²Visibilidades complexas é o termo normalmente utilizado para designar as medidas complexas de correlação entre os sinais das antenas de um interferômetro, conforme descrição apresentada no Capítulo 2.

interferômetro. Neste contexto, surgiu a proposta (D. Gary e G. Hurford, comunicação pessoal) de se observar satélites do “Global Positioning System” (GPS) como fontes calibradoras em observações solares.

Além dos resultados apresentados neste trabalho, apenas [Liu et al. \(2007\)](#) publicaram resultados de observações de satélites de GPS utilizando um interferômetro. Tais observações foram realizadas utilizando o protótipo do “Frequency Agile Solar Radiotelescope” – FASR ([HURFORD et al., 1999](#)), com o objetivo de testar os diversos sub-sistemas que integram o telescópio.

No caso do protótipo de 5 antenas do “Brazilian Decimetric Array” – BDA, as observações de GPS em 1575 MHz foram realizadas pelo autor não só com o objetivo de testar o sistema de rastreamento e as partes analógica e digital do receptor do BDA, mas também de estudar as propriedades de recepção do sinal de GPS para validar a hipótese de que estes satélites poderiam ser boas fontes para a calibração dos dados de observações solares interferométricas. As observações foram ainda utilizadas para o desenvolvimento do método para calibração utilizando satélites de GPS como fontes calibradoras que é proposto de forma pioneira neste trabalho.

As observações de satélites de GPS são de particular importância para o desenvolvimento do BDA pois são fontes pontuais para o feixe do protótipo do BDA (PBDA – detalhes serão apresentados no Capítulo 6) que produzem franjas de interferência com alta relação sinal/ruído ($\gtrsim 10$), ao contrário das fontes celestes mais intensas que se pode observar com o PBDA (Cygnus-A e Taurus-A), cujas franjas produzidas têm relação sinal/ruído $\ll 10$.

1.3 Contexto, motivação e objetivos

Este trabalho está intimamente relacionado ao desenvolvimento do “Brazilian Decimetric Array” – BDA ([SAWANT et al., 2000](#); [SAWANT et al., 2000](#); [SAWANT et al., 2002](#); [SAWANT et al., 2003](#); [CECATTO et al., 2004](#); [SAWANT et al., 2005](#); [SAWANT et al., 2007](#)) – que é o projeto pioneiro em interferometria de ondas de rádio no Brasil, desenvolvido pelos pesquisadores da Divisão de Astrofísica do INPE, em colaboração com diversas instituições Brasileiras e estrangeiras e descrito em detalhes no Capítulo 3. Devido a esta relação, o trabalho tem uma forte ênfase nas técnicas experimentais associadas à interferometria em rádio, sobretudo aquelas destinadas especificamente às observações solares.

A investigação de fenômenos solares é motivada pelas questões associadas à sua compreensão sobre as quais as observações em ondas métricas e decimétricas com alta resolução angular podem contribuir de forma significativa. No caso das explosões solares, a possibilidade de obtenção de informações detalhadas sobre a evolução temporal e a morfologia das fontes de emissão compactas, principalmente aquelas associadas aos eventos de liberação de energia em pequena escala, permitindo a investigação da associação entre a evolução temporal e morfológica entre as fontes de emissão de ondas decimétricas e as fontes de emissão nas demais bandas do espectro eletromagnético. No caso dos Buracos Coronais, por outro lado, pretende-se investigar em detalhes a sua morfologia em diferentes faixas de frequências, com uma resolução angular sem precedentes (de $\sim 20''$ a $\sim 1'$).

Neste contexto, através da colaboração estabelecida com o “National Centre for Radio Astrophysics”, este trabalho inclui realização de observações solares com o GMRT, telescópio onde o autor do trabalho permaneceu pelo período de Fevereiro a Dezembro de 2005 com o objetivo de aprofundar seus conhecimentos sobre teoria e técnicas experimentais em interferometria de ondas de rádio.

No que se refere às observações solares realizadas com o GMRT, buscando alcançar uma resolução angular sem precedentes em estudos de estruturas da atmosfera solar em ondas métricas, é importante lembrar que há um compromisso entre alta resolução espacial e temporal e alta fidelidade dos mapas solares que podem ser obtidos. Isto se deve às dificuldades de calibração mencionadas na Seção 1.2.1, e também apresentadas e discutidas por Bastian (1989), que também descreve em detalhes as modificações realizadas nos sistemas do VLA para viabilizar a calibração dos dados de observações solares.

No desenvolvimento deste trabalho, por outro lado, as dificuldades associadas à calibração de dados de observações solares interferométricas motivaram a investigação de um método alternativo para a calibração de dados interferométricos. Os detalhes desta investigação são apresentados neste trabalho e constituem uma fração importante da contribuição do autor para o desenvolvimento do projeto BDA.

Desta forma, os objetivos deste trabalho são:

- Obtenção de conhecimento especializado sobre a aplicação das técnicas observacionais de interferometria para o estudo de problemas atuais em

radioastronomia, com ênfase nos estudos de fenômenos solares – buracos coronais e explosões solares – com alta resolução espacial,

- Obtenção de imagens solares com alta resolução angular e com a mais alta fidelidade possível utilizando o GMRT em diferentes faixas de frequências, para realização de estudos multi-espectrais de fenômenos solares, com observações em rádio do GMRT, e utilizando dados em raios-X e ultravioleta provenientes de observatórios solares em órbita,
- Realização de testes da resposta do PBDA através da realização de observações de fontes calibradoras,
- Realização de estudos multi-espectrais da morfologia de Buracos Coronais com alta resolução (segundos de arco) em rádio (150 MHz), UVE e RXM,
- Realização de estudos multi-espectrais da evolução temporal, dinâmica e morfologia de fontes de emissão associadas a explosões solares, cuja contrapartida em rádio (244 e 610 MHz) apresenta estruturas finas possivelmente associadas a ondas estacionárias,
- Desenvolvimento de um método geral para calibração de observações solares interferométricas, demonstrado pelos mapas da distribuição de brilho unidimensional do Sol obtidos a partir de observações com o PBDA.

A seguir, os aspectos fundamentais deste trabalho são apresentados e discutidos em detalhes. O Capítulo 2 apresenta uma discussão didática sobre os fundamentos de interferometria. No Capítulo 3, são apresentadas em detalhes as características dos principais telescópios utilizados para a elaboração deste trabalho: GMRT e BDA. A metodologia empregada nas observações, bem como na redução dos dados obtidos com o GMRT são descritos em detalhes no Capítulo 4, enquanto os resultados obtidos são apresentados no Capítulo 5. No Capítulo 6, um método alternativo para a calibração de dados de observações interferométricas solares é proposto pelo autor, e é apresentada uma discussão detalhada sobre a sua viabilidade. Finalmente, as conclusões deste trabalho são apresentadas no Capítulo 7.

2 FUNDAMENTOS DE INTERFEROMETRIA

Interferômetros de ondas de rádio são instrumentos que combinam as propriedades de recepção de duas ou mais antenas através da soma ou da correlação cruzada dos sinais coletados por cada uma das antenas. Isto permite a realização de observações de fontes astrofísicas em que a resolução espacial e a sensibilidade são melhores do que aquelas obtidas quando apenas uma das antenas é utilizada. Um exemplo de interferômetro é apresentado na Figura 2.1.



Figura 2.1 - Antenas do interferômetro “Very Large Array” (VLA), localizado em Socorro, EUA.

Fonte: [NRAO \(2007\)](#)

A utilização de interferômetros em radioastronomia teve início em meados do século XX, através da realização de observações solares ([MCCREADY et al., 1947](#)). A principal razão pela qual sua utilização tornou-se comum em radioastronomia é a grande diferença de resolução espacial entre telescópios ópticos (por exemplo) e os radiotelescópios, pois devido à diferença entre os comprimentos de onda correspondentes a estas faixas do espectro eletromagnético, enquanto um telescópio óptico de 1m de diâmetro facilmente alcança o limite de resolução de $\sim 1''$ imposto pela atmosfera da Terra, a resolução do radiotelescópio de Arecibo (Figura 2.2), a maior antena já construída, com 305 m de diâmetro, é de apenas $\sim 7'$ operando no intervalo de frequências 690 – 730 MHz ([NAIC, 2004](#)).

Neste capítulo, é apresentada uma discussão detalhada sobre os interferômetros imageadores, em que os sinais de diferentes antenas são combinados através da sua correlação cruzada em todos os pares de antenas. A razão pela qual a grandeza medida é a correlação entre os sinais coletados por cada uma das antenas é discutida em detalhes na Seção 2.1, enquanto as propriedades de recepção de sinais dos interferô-



Figura 2.2 - Radiotelescópio de Arecibo, localizado em Porto Rico.

Fonte: [NAIC \(2004\)](#)

metros são apresentadas na Seção 2.2. As Seções 2.3 e 2.4 apresentam uma discussão sobre particularidades do processo de imageamento interferométrico.

É importante lembrar que uma extensa discussão sobre os princípios e técnicas de radioastronomia é apresentada por [Kraus \(1986\)](#), enquanto discussões completas sobre interferometria são apresentadas por [Thompson et al. \(1986\)](#) e [Taylor et al. \(1999\)](#).

2.1 Coerência espacial em rádio astronomia

A principal forma de observar os fenômenos astrofísicos atualmente é através da radiação eletromagnética incidente na Terra. De forma geral, um fenômeno astrofísico ocorre em uma posição \mathbf{R} , distante no Universo, e é observado na posição \mathbf{r} , neste caso na superfície da Terra, através do campo eletromagnético irradiado durante a sua ocorrência. No caso particular dos radiotelescópios em operação atualmente, o observável medido é a intensidade do campo elétrico incidente sobre as antenas, bem como a sua polarização.

A variação temporal do campo elétrico na posição \mathbf{R} , ou seja, $\mathbf{E}(\mathbf{R}, t)$, pode ser descrita através de uma série de Fourier onde os coeficientes $\mathbf{E}_\nu(\mathbf{R})$, associados a

cada frequência que compõe o sinal, são função apenas da posição, e a variação temporal é descrita através de exponenciais simples, de forma que o campo elétrico é representado por:

$$\mathbf{E}(\mathbf{R}, t) = \sum_{\nu} \mathbf{E}_{\nu}(\mathbf{R}) e^{i2\pi\nu t} \quad (2.1)$$

em que a soma é realizada sobre todas as frequências ν no espectro de $\mathbf{E}(\mathbf{R}, t)$, e

$\mathbf{E}_{\nu}(\mathbf{R})$ é a componente do campo elétrico na frequência ν , na posição \mathbf{R} ;

t é o tempo associado à ocorrência do fenômeno observado.

O campo elétrico na posição do observador, $\mathbf{E}_{\nu}(\mathbf{r})$, pode ser escrito na forma:

$$\mathbf{E}_{\nu}(\mathbf{r}) = \iiint P_{\nu}(\mathbf{R}, \mathbf{r}) \mathbf{E}_{\nu}(\mathbf{R}) dx dy dz \quad (2.2)$$

em que,

$P_{\nu}(\mathbf{R}, \mathbf{r})$ é o termo que descreve como o campo elétrico se propaga da posição \mathbf{R} para a posição \mathbf{r} ,

$dx dy dz$ é o elemento de volume no espaço Euclidiano.

Uma propriedade importante do campo elétrico está associada à correlação entre suas medidas realizadas em duas posições distintas, ou seja, $\langle \mathbf{E}_{\nu}(\mathbf{r}_1) \mathbf{E}_{\nu}^*(\mathbf{r}_2) \rangle$, em que os colchetes, $\langle \rangle$, denotam a média no tempo, e o asterisco denota o complexo conjugado. Para descrever a correlação, as seguintes hipóteses simplificadoras serão adotadas:

- a) A polarização será ignorada, assim como a natureza vetorial do campo elétrico, que será descrito como um escalar;
- b) As fontes estão distantes o suficiente para que seja possível medir apenas o seu brilho superficial, sem nenhuma informação sobre a sua estrutura na direção radial da esfera celeste;

- c) O espaço entre o observador e a superfície da esfera celeste é vazio (vácuo), de forma que toda a radiação é produzida na posição da fonte e chega ao telescópio inalterada;
- d) A radiação proveniente de fontes astrofísicas não apresenta coerência espacial, ou seja, a radiação proveniente de uma fonte não sofre qualquer influência das fontes vizinhas.

A hipótese 1 é utilizada principalmente por questões didáticas, pois a forma do termo de propagação, $P_\nu(\mathbf{R}, \mathbf{r})$, é simplificada quando a polarização e a natureza vetorial do campo elétrico não são levadas em conta. Este tratamento mantém, contudo, a importância física deste termo, que é o interesse principal nesta discussão. Apesar de estar fora do escopo deste texto, é possível mostrar que não há perda de generalidade associada a esta hipótese, pois os resultados obtidos considerando o termo de propagação simplificado podem ser generalizados para cada modo de polarização isoladamente (como discutido por Clark (1999)).

Fazendo uso das hipóteses 1 e 3, a equação 2.2 pode ser reescrita na forma:

$$\mathbf{E}_\nu(\mathbf{r}) = \int \frac{\varepsilon_\nu(\mathbf{R})}{|\mathbf{R} - \mathbf{r}|} e^{i2\pi\nu|\mathbf{R}-\mathbf{r}|/c} dS \quad (2.3)$$

em que,

$\varepsilon_\nu(\mathbf{R})$ é a intensidade do campo elétrico na superfície da esfera celeste, na direção do vetor \mathbf{R} ;

c é a velocidade da luz no vácuo; e,

dS é o elemento de área na superfície da esfera celeste.

Assim, considerando a hipótese 4, que implica que o valor de $\langle \varepsilon_\nu(\mathbf{R}_1) \varepsilon_\nu^*(\mathbf{R}_2) \rangle$ se anula quando $\mathbf{R}_1 \neq \mathbf{R}_2$, a correlação, $\nu_\nu(\mathbf{r}_1, \mathbf{r}_2) = \langle E_\nu(r_1), E_\nu^*(r_2) \rangle$, entre sinais medidos nas posições \mathbf{r}_1 e \mathbf{r}_2 , é descrita através da equação:

$$\nu_\nu(\mathbf{r}_1, \mathbf{r}_2) = \int \langle |\varepsilon_\nu(\mathbf{R})|^2 \rangle |\mathbf{R}|^2 \frac{e^{i2\pi\nu|\mathbf{R}-\mathbf{r}_1|/c}}{|\mathbf{R} - \mathbf{r}_1|} \frac{e^{-i2\pi\nu|\mathbf{R}-\mathbf{r}_2|/c}}{|\mathbf{R} - \mathbf{r}_2|} dS \quad (2.4)$$

Fazendo uso da hipótese 2, os termos de ordem $|r/R|$ podem ser desprezados. Além disso, substituindo o vetor unitário $\mathbf{R}/|\mathbf{R}|$ por \mathbf{s} , a intensidade observada $|\mathbf{R}|^2 \langle |\varepsilon_\nu(\mathbf{R})|^2 \rangle$ por $I_\nu(\mathbf{s})$, e o elemento de área dS por $|\mathbf{R}|^2 d\Omega$, obtém-se:

$$V_\nu(\mathbf{r}_1, \mathbf{r}_2) \approx \int I_\nu(\mathbf{s}) e^{-i2\pi\nu\mathbf{s}\cdot(\mathbf{r}_1-\mathbf{r}_2)/c} d\Omega \quad (2.5)$$

A Equação 2.5 é chamada função de correlação espacial ou função de coerência espacial, e depende apenas da posição relativa entre os pontos onde são realizadas as medidas, $(\mathbf{r}_1 - \mathbf{r}_2)$. A função de coerência espacial é a grandeza medida por um interferômetro.

É importante notar que a Equação 2.5 pode ser invertida em diversos casos, permitindo a obtenção de $I_\nu(\mathbf{s})$ a partir da medição de V . Particularmente, os casos de interesse são aqueles em que a equação se reduz a uma transformada de Fourier, principalmente quando as fontes astrofísicas estudadas estão confinadas em uma pequena região do céu (por exemplo, os campos de visada dos interferômetros em operação atualmente, com extensões da ordem de alguns graus ou menores).

Neste caso, pode-se encontrar um sistema de coordenadas (conforme representado de forma esquemática na Figura 2.3) em que a equação se reduz a uma transformada de Fourier em duas dimensões, fornecendo diretamente o valor de $I_\nu(\mathbf{s})$ após a inversão.

A discussão pode ser realizada através da adoção de um modelo em que as antenas do interferômetro estão apontadas para a direção \mathbf{s}_0 , e que a direção da fonte observada é $\mathbf{s} = \mathbf{s}_0 + \sigma$, com $\sigma \ll 1$. A geometria associada a este modelo é apresentada na Figura 2.4. A direção \mathbf{s}_0 é denominada direção de referência, e a forma como se pode alterar a direção de referência em um interferômetro é discutida na seção 2.2.

Os vetores \mathbf{s} e \mathbf{s}_0 são unitários, então

$$\begin{aligned} 1 &= |\mathbf{s}| = |\mathbf{s}_0| \\ &= \mathbf{s} \cdot \mathbf{s} \\ &= 1 + 2\mathbf{s}_0 \cdot \sigma + \sigma \cdot \sigma, \end{aligned} \quad (2.6)$$

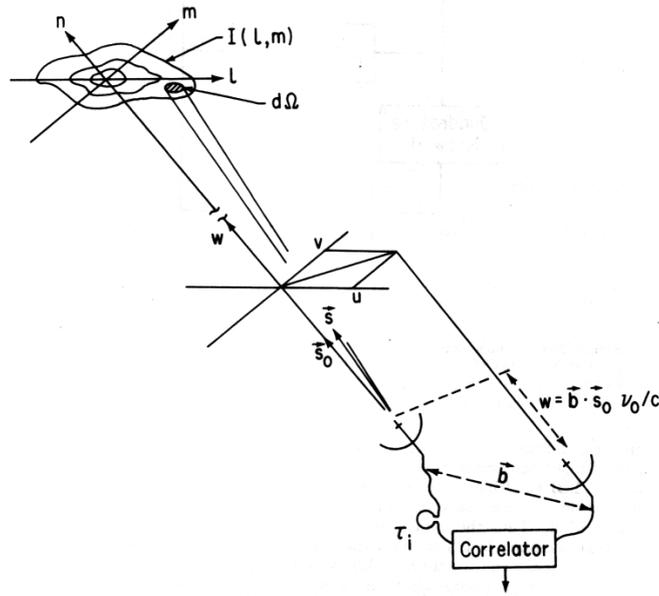


Figura 2.3 - Representação esquemática dos sistemas de coordenadas normalmente utilizados em interferometria para a obtenção de imagens da distribuição de brilho de fontes celestes.

Fonte: [Thompson \(1999\)](#)

e considerando que $\sigma \cdot \sigma \approx 0$, conclui-se que $\mathbf{s}_0 \cdot \sigma = 0$ para que a igualdade representada na equação 2.6 seja verdadeira. Isto implica que os vetores \mathbf{s}_0 e σ são perpendiculares entre si.

Assim, adotando um sistema de coordenadas especial em que $\mathbf{s}_0 = (0, 0, 1)$, pode-se escrever $\sigma = (l, m, 0)$ e $\mathbf{s} = (l, m, n)$, onde l, m denotam, no plano do céu, a posição da fonte observada com relação ao centro de referência de fase, definido pela direção \mathbf{s}_0 . Com base na discussão apresentada e na equação 2.6, pode-se afirmar que $n \approx 1$. Escrevendo também $\mathbf{r}_1 - \mathbf{r}_2 = \lambda(u, v, w)$ ($\lambda = c/\nu$ é o comprimento de onda da radiação observada e u, v e w são as componentes do vetor linha de base nas direções Leste, Oeste e \mathbf{s}_0 , respectivamente) e substituindo estes termos na equação 2.5, obtém-se:

$$V'_\nu(u, v, w) = e^{-i2\pi w} \iint I_\nu(l, m) e^{-i2\pi(ul+vm)} dl dm \quad (2.7)$$

em que a função $V_\nu(\mathbf{r}_1, \mathbf{r}_2)$ tornou-se $V'_\nu(u, v, w)$ e a intensidade, $I_\nu(\mathbf{s})$, foi escrita na forma $I_\nu(l, m)$, onde a dependência com relação a n foi omitida em consequência

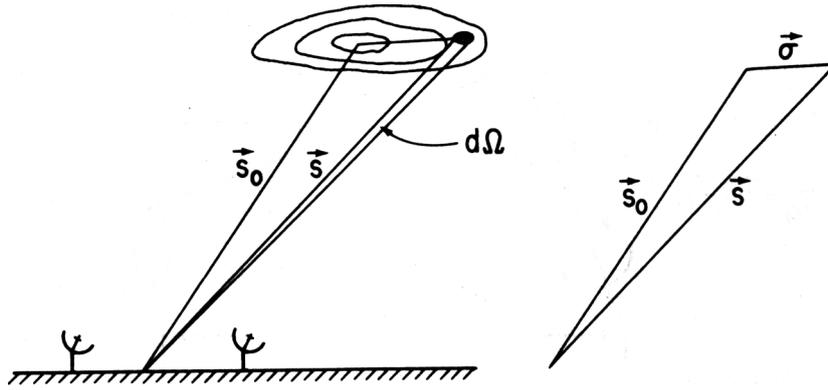


Figura 2.4 - Esquema apresentando os vetores utilizados para derivar a função de coerência espacial no caso em que as fontes de interesse estão confinadas a uma pequena região do céu. Os contornos representam a distribuição de brilho $I_\nu(\mathbf{s})$.

Fonte: [Thompson \(1999\)](#)

da hipótese (ii). Para explicitar a independência da integral com relação à variável w , a equação 2.7 pode ser modificada através da definição da quantidade $V_\nu(u, v) = V'_\nu(u, v, w)e^{i2\pi w}$:

$$V_\nu(u, v) = \iint I_\nu(l, m)e^{-i2\pi(ul+vm)} dl dm \quad (2.8)$$

A Equação 2.8 é claramente uma transformada de Fourier bidimensional, e sua inversão fornece:

$$I_\nu(l, m) = \iint V_\nu(u, v)e^{i2\pi(ul+vm)} dudv \quad (2.9)$$

Desta forma, a medição da função $V_\nu(u, v)$ permite, em princípio, a reconstrução da distribuição de brilho de uma região do céu através da observação da sua função de coerência espacial. A seção a seguir mostra como os interferômetros em operação atualmente são utilizados para a realização destas medidas.

2.2 Resposta de um interferômetro

Considere um interferômetro de duas antenas em que a separação entre elas define uma *linha de base*, à qual associa-se um vetor \mathbf{b} , cujo módulo é a distância entre as

antenas. Em um dado instante t , as antenas estão apontadas para uma certa direção \mathbf{s} no céu, formando um ângulo θ com relação à direção vertical, conforme indicado na Figura 2.5. Considerando que o sinal coletado pelas antenas é devido a frentes de onda planas incidentes a partir da direção θ , o sinal é coletado antes pela antena 2, e a diferença de tempo, o chamado atraso geométrico, é dado por

$$\tau_g = \frac{\mathbf{b} \cdot \mathbf{s}}{c} \quad (2.10)$$

Desta forma, os sinais, v_n ($n = 1$ ou 2), coletados pelas antenas no instante t podem ser escritos na forma:

$$\begin{aligned} v_1 &= A_1 \cos(2\pi\nu(t - \tau_g)) \\ v_2 &= A_2 \cos(2\pi\nu t) \end{aligned} \quad (2.11)$$

em que,

ν é a frequência de observação (note que neste caso o sinal é monocromático);
e

A_n é a amplitude do sinal coletado pela antena n ($n = 1$ ou 2).

Devido à conveniência da descrição dos fenômenos ondulatórios através de exponenciais complexas, conforme discutido em diversos livros sobre eletromagnetismo (por exemplo Griffiths (1999)), o sinal coletado pelas antenas dos interferômetros modernos é dividido em dois canais após a sua digitalização, e um atraso de fase correspondente a 90° é inserido em um destes canais. Este processo é denominado quadratura e permite a construção de um sinal que pode ser representado na forma exponencial complexa:

$$\begin{aligned} \tilde{v}_1 &= A_1 e^{i2\pi\nu(t - \tau_g)} \\ \tilde{v}_2 &= A_2 e^{i2\pi\nu t} \end{aligned} \quad (2.12)$$

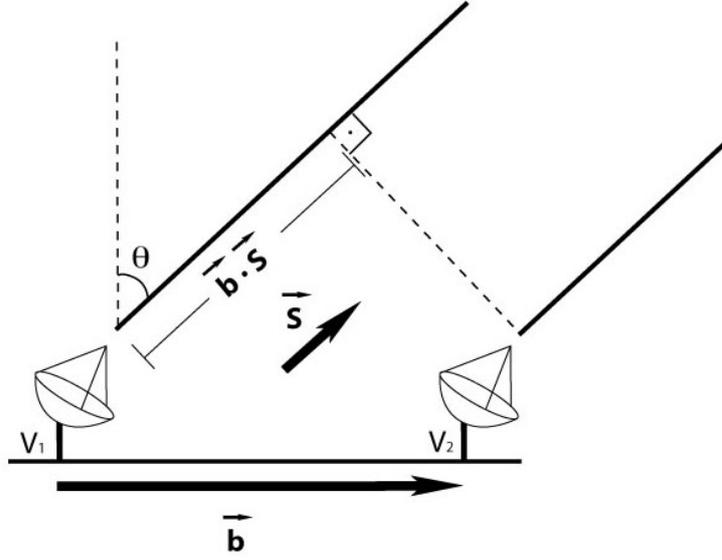


Figura 2.5 - Geometria de um interferômetro simples

E o resultado da correlação entre os sinais \tilde{v}_1 e \tilde{v}_2 é:

$$r_\nu(\tau_g) = \langle \tilde{v}_1 \tilde{v}_2^* \rangle = \langle A_1 A_2 \rangle e^{-i2\pi\nu\tau_g} \quad (2.13)$$

Substituindo τ_g , a equação 2.13 pode ser reescrita na forma:

$$r_\nu(\mathbf{s}) = \langle A_1 A_2 \rangle e^{-i2\pi\nu\mathbf{b}\cdot\mathbf{s}/c} \quad (2.14)$$

em que é explicitada a dependência da resposta com relação à direção \mathbf{s} .

Contudo, as antenas de um rádio telescópio operam em uma determinada banda de frequências $\Delta\nu$, centrada em uma frequência ν_0 . Integrando a Equação 2.14 para todas as frequências no intervalo $[\nu_0 - \Delta\nu/2, \nu_0 + \Delta\nu/2]$, obtém-se:

$$r(\mathbf{s}) = \int_{\nu_0 - \Delta\nu/2}^{\nu_0 + \Delta\nu/2} \langle A_1 A_2 \rangle e^{-i2\pi\nu\mathbf{b}\cdot\mathbf{s}/c} d\nu = A_1 A_2 \Delta\nu \operatorname{sinc} \left(\Delta\nu \frac{\mathbf{b}\cdot\mathbf{s}}{c} \right) e^{-i2\pi\nu_0\mathbf{b}\cdot\mathbf{s}/c} \quad (2.15)$$

em que ν_0 é o valor da frequência central da banda $\Delta\nu$.

A Equação 2.15 mostra que o efeito da largura de banda sobre a resposta do interferômetro é o de modular as franjas de interferência por uma função $\text{sinc}(x)$. A Figura 2.6 mostra a simulação da parte real da resposta de um interferômetro com frequência central $\nu_0 = 1200$ MHz, para 4 larguras de banda distintas.

Nos interferômetros em operação atualmente, os atrasos geométricos são compensados através da utilização de módulos de atraso instrumental. Este procedimento permite minimizar o efeito da largura de banda através da utilização de atrasos instrumentais apropriados, mantendo a resposta do instrumento sempre próxima ao máximo central do padrão das franjas. Note que, segundo representado na Figura 2.6, quanto maior a largura de banda, mais rápida deve ser a variação do atraso instrumental para compensar o atraso geométrico. Além disso, o procedimento permite ainda que os sinais coletados por diferentes antenas sejam correlacionados em fase e o padrão de interferência seja constante.

Nas equações apresentadas até este ponto, o termo $\langle A_1 A_2 \rangle$ é proporcional ao fluxo coletado pelas antenas, já que depende apenas das amplitudes dos sinais em cada antena. Dado $I(\mathbf{s})$, o brilho da fonte observada, e $A(\mathbf{s})$, o padrão de potência da antena como função da direção \mathbf{s} , o fluxo incidente a partir de uma região $d\Omega$ do céu é $A(\mathbf{s})I(\mathbf{s})\Delta\nu d\Omega$. Assim, considerando que o efeito da largura de banda pode ser compensado como descrito anteriormente, pode-se escrever a resposta de um interferômetro integrada sobre todo o ângulo sólido subtendido pela região observada no céu:

$$r = \Delta\nu \int A(\mathbf{s})I(\mathbf{s})e^{-i2\pi\nu_0\mathbf{b}\cdot\mathbf{s}/c}d\Omega \quad (2.16)$$

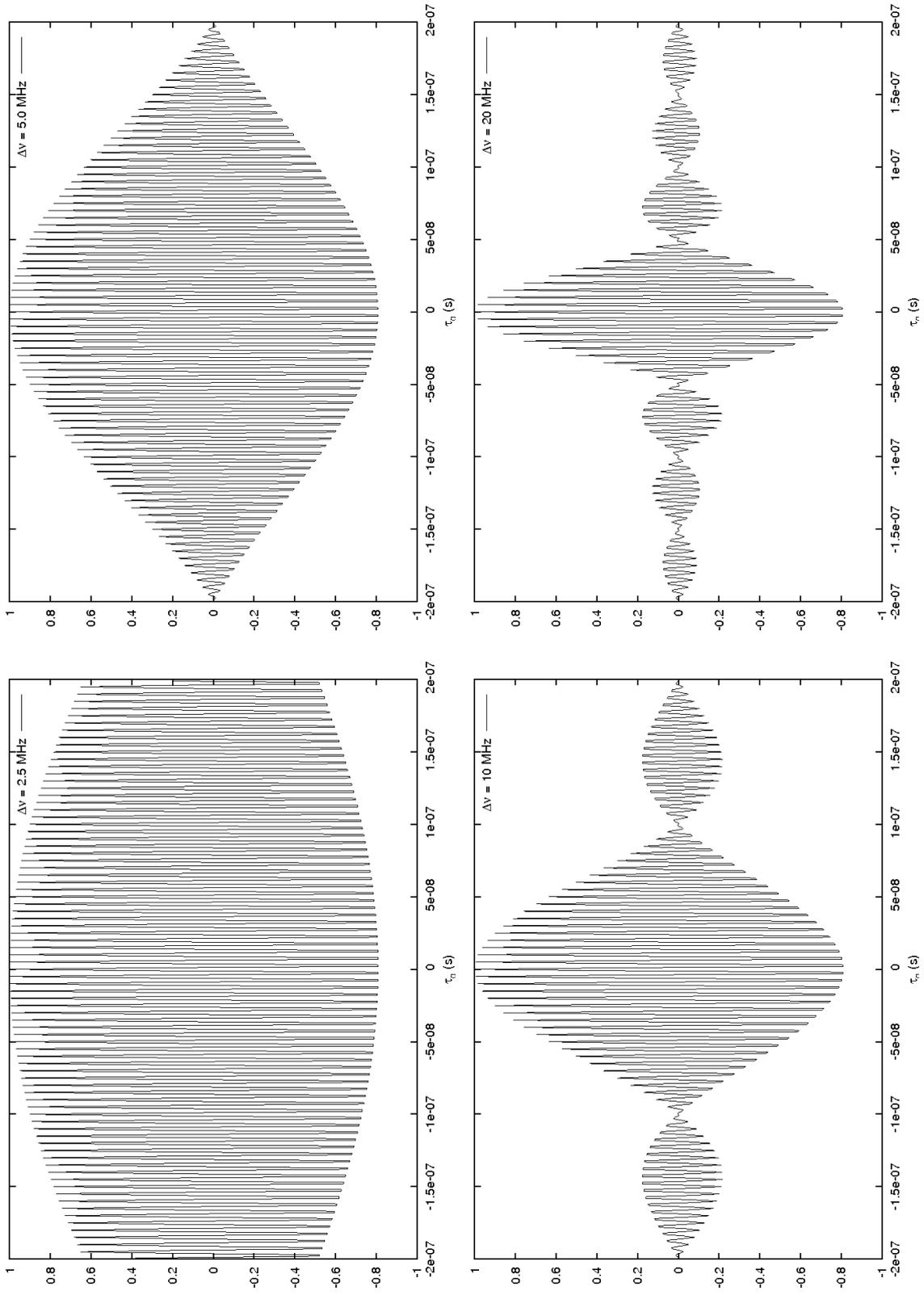


Figura 2.6 - Resposta (componente real) normalizada de um interferômetro em função do atraso geométrico para as larguras de banda 2,5, 5,0, 10,0 e 20,0 MHz. A frequência central é $\nu_0 = 1200$ MHz.

Ao fazer o rastreamento da fonte observada através do movimento das antenas e da utilização dos módulos de atraso instrumental, define-se uma direção de referência, \mathbf{s}_0 . Os atrasos instrumentais, τ_i , são ajustados para o valor $\tau_i = \tau_g(\mathbf{s}_0)$. A direção \mathbf{s}_0 coincide com o máximo do padrão de potência sintetizado pelos elementos que formam o interferômetro. Contudo, os sinais coletados pelas antenas contém contribuição de toda radiação proveniente da região subtendida pelo feixe de cada antena. Os pequenos atrasos geométricos das direções próximas a \mathbf{s}_0 podem ser representados utilizando o sistema de coordenadas descrito na Seção 2.1, em que

$$\begin{aligned}\mathbf{s} &= (l, m, n) \\ \mathbf{s}_0 &= (0, 0, 1)\end{aligned}$$

e neste sistema, o elemento de área associado à superfície da esfera celeste é:

$$dldm = nd\Omega \quad (2.17)$$

Considerando que as antenas estão localizadas nas posições \mathbf{r}_1 e \mathbf{r}_2 , tem-se $\mathbf{b} = \mathbf{r}_1 - \mathbf{r}_2$. Assim, de forma análoga ao desenvolvimento apresentado na Seção 2.1, pode-se escrever $\mathbf{b} = \lambda(u, v, w)$. Substituindo estes valores na equação 2.16, obtém-se:

$$r = \Delta\nu e^{-i2\pi w} \iint A(l, m)I(l, m)e^{-i2\pi(ul+vm+w(n-1))} \frac{dldm}{n} \quad (2.18)$$

Por definição, o integrando na Equação 2.7 é zero quando $l^2 + m^2 \geq 1$ (THOMPSON, 1999). Restringindo a discussão a pequenas regiões do céu, para as quais pode-se considerar $l^2 + m^2 \ll 1$, a equação 2.7 se reduz a:

$$\frac{r e^{i2\pi w}}{\Delta\nu} = \iint A(l, m)I(l, m)e^{-i2\pi(ul+vm)} dldm \quad (2.19)$$

A Equação 2.19 é equivalente à Equação 2.8, com a diferença que na primeira a distribuição de brilho da fonte observada aparece ponderada pelo padrão de potência

dos elementos do interferômetro. Portanto, pode-se afirmar que

$$V_\nu(u, v) = \frac{r}{\Delta\nu} e^{i2\pi w} \quad (2.20)$$

em que

r é a resposta do interferômetro;

$V_\nu(u, v)$ é a função de coerência espacial, denominada *visibilidade*, e neste caso $\nu = \nu_0$,

e realizando a transformada inversa de Fourier, obtém-se:

$$A(l, m)I(l, m) = \iint V_\nu(u, v) e^{i2\pi(ul+vm)} dudv \quad (2.21)$$

A partir deste resultado, a distribuição de brilho $I(l, m)$ pode ser obtida simplesmente dividindo o resultado da integral na Equação 2.21 pelo padrão de potência $A(l, m)$.

2.3 Amostragem das visibilidades

O desenvolvimento apresentado na Seção 2.2 é válido para o caso em que as visibilidades no plano uv são amostradas de forma contínua. Contudo, os arranjos interferométricos são compostos por um número finito de antenas, o que implica uma amostragem discreta das visibilidades. Isto faz com que a representação do intervalo de visibilidades amostradas numa observação seja um parâmetro importante que está diretamente relacionado à qualidade dos mapas que podem ser obtidos, conforme será descrito adiante nesta Seção.

Uma forma particularmente interessante de representar as propriedades de amostragem das visibilidades de um interferômetro é através das frequências espaciais u, v, w . Expressas em termos do comprimento de onda e relacionadas ao comprimento das linhas de base do interferômetro, as frequências espaciais fornecem diretamente a resolução do feixe sintetizado e as escalas espaciais que são amostradas através da utilização de um determinado arranjo de antenas.

A relação entre escalas espaciais e frequências espaciais pode ser obtida da seguinte forma: supondo $v, w = 0$ por simplicidade, a fase da resposta do interferômetro em uma determinada linha de base com comprimento ul é $-2\pi ul$. A escala espacial L associada à frequência espacial u é a distância entre dois máximos consecutivos da resposta do interferômetro dada pela equação 2.14, o que ocorre quando $2\pi ul = n2\pi$. Isto implica que $L = 1/u$.

Assim, a maior frequência espacial, u_{max} , associada à maior linha de base em um interferômetro, está associada à menor escala espacial que se pode observar com aquele interferômetro, ou seja, sua *resolução angular*. A resolução angular de um interferômetro é, então,

$$L_{res} = \frac{1}{u_{max}} = \frac{\lambda}{B_{max}} \quad (2.22)$$

em que

L_{res} é a resolução do interferômetro;

λ é o comprimento de onda da radiação observada; e,

B_{max} é o comprimento da maior linha de base do interferômetro.

Da mesma forma, conclui-se que a maior escala angular sobre a qual se pode obter informação com um interferômetro está associada à menor linha de base. Por outro lado, o campo de visada de um interferômetro é a região do céu de onde é emitida toda a radiação coletada por cada uma das antenas, e o valor normalmente considerado é a largura à meia potência do feixe primário destas antenas.

A representação gráfica da projeção sobre o plano tangente à esfera celeste na direção \mathbf{s}_0 do conjunto de frequências espaciais amostradas pelo interferômetro durante a observação é obtida desprezando a componente w (que é perpendicular ao plano do céu na linha de visada) e representando as frequências espaciais associadas a cada visibilidade como pontos em um plano uv . O conjunto de visibilidades amostradas por um interferômetro no plano uv é normalmente denominado cobertura uv .

Para associar as linhas de base às componentes u, v, w do vetor \mathbf{b} , as posições das antenas são representadas em um sistema de coordenadas x, y, z cujos eixos apon-

tam nas seguintes direções de ângulo horário (h) e declinação (δ): $X = (h = 0, \delta = 0)$, $Y = (h = -6^h, \delta = 0)$, $Z = (\delta = 90^\circ)$, conforme representado na Figura 2.7. Se L_X, L_Y e L_Z são as projeções das linhas de base sobre os eixos X, Y e Z , respectivamente, então as componentes u, v, w são dadas por:

$$\begin{pmatrix} u \\ v \\ w \end{pmatrix} = \frac{1}{\lambda} \begin{pmatrix} \text{sen } h_0 & \cos h_0 & 0 \\ -\text{sen } \delta_0 \cos h_0 & \text{sen } \delta_0 \text{sen } h_0 & \cos \delta_0 \\ \cos \delta_0 \cos h_0 & -\cos \delta_0 \text{sen } h_0 & \text{sen } \delta_0 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} L_X \\ L_Y \\ L_Z \end{pmatrix} \quad (2.23)$$

em que,

h_0 é o ângulo horário da posição do centro de fase, e

δ_0 é a declinação da posição do centro de fase.

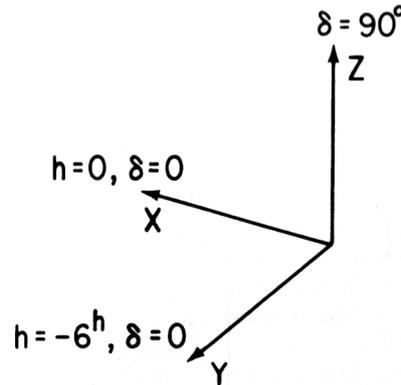


Figura 2.7 - Representação da transformação das coordenadas das posições das antenas do sistema cartesiano, X, Y, Z , para o sistema equatorial, h, δ . X é a direção do meridiano no equador celeste, Y coincide com a direção Leste e Z coincide com a direção do pólo Norte do céu, de forma que o plano XZ coincide com o plano meridiano.

Fonte: [Thompson \(1999\)](#)

Manipulando as expressões para as componentes u e v na Equação 2.23, obtém-se:

$$u^2 + \left(\frac{v - (L_z/\lambda) \cos \delta_0}{\text{sen } \delta_0} \right)^2 = \frac{L_x^2 + L_y^2}{\lambda^2} \quad (2.24)$$

A Equação 2.24 independe do valor de h_0 , mostrando que a cobertura uv associada

a uma linha de base ao longo de uma rotação da Terra é descrita por uma elipse no plano uv , como representado na Figura 2.8. A Figura 2.9 mostra a cobertura uv associada às linhas de base do GMRT para fontes em diferentes declinações.

O desenvolvimento apresentado na Seção 2.2 mostra que a distribuição de brilho de uma fonte observada por um interferômetro está relacionada às visibilidades amostradas com o interferômetro através de uma transformada de Fourier. Como a distribuição de brilho de uma fonte celeste é uma função real, então as visibilidades são tais que $V(-u, -v) = V^*(u, v)$, e a resposta do interferômetro fornece dois valores de visibilidade a cada instante durante as observações.

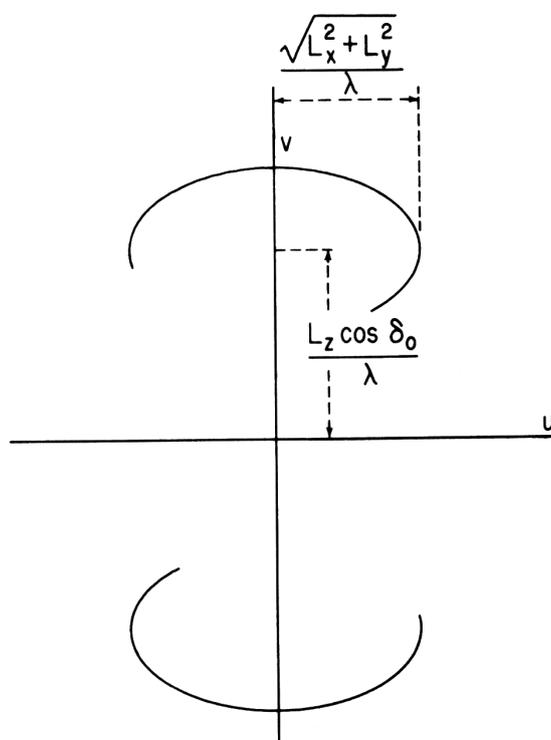


Figura 2.8 - Representação esquemática da cobertura uv associada a uma linha de base (L_X, L_Y, L_Z) , obtida quando uma fonte é rastreada ao longo do intervalo de tempo das observações. A curva inferior corresponde à reversão do sentido do vetor associado à linha de base, representando os pontos do plano uv para os quais as visibilidades são dadas pelo complexo conjugado das visibilidades observadas.

Fonte: [Thompson \(1999\)](#)

O número de linhas de base em um interferômetro é o número de pares que podem ser

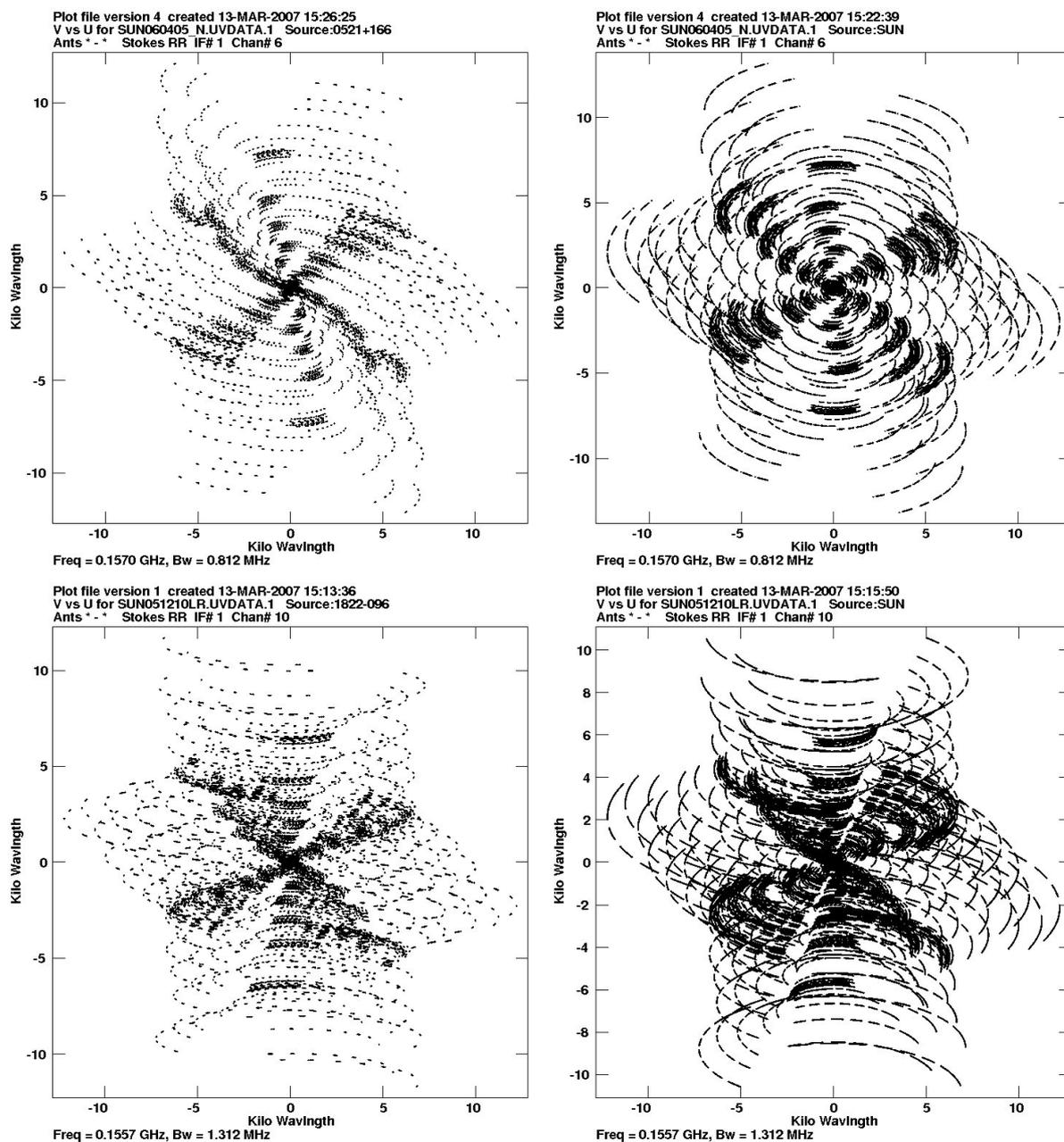


Figura 2.9 - Cobertura uv do GMRT obtida das observações realizadas pelo autor, para fontes em diferentes declinações e tempos de observação: (acima, à esquerda) Fonte calibradora 0521+166 em 04/06/2005, a 16° de declinação; (acima, à direita) Sol em 04/06/2005, a 22° de declinação; (abaixo, à esquerda) Fonte calibradora 1822-096 em 10/12/2005, a -9° de declinação; (abaixo, à direita) Sol em 10/12/2005, a -22° de declinação.

formados entre as antenas. Assim, se N_a é o número de antenas de um determinado arranjo, o número de linhas de base é $N_a(N_a - 1)/2$. Como cada linha de base fornece duas medidas de visibilidade, então o número de visibilidades é $N_a(N_a - 1)$.

O número de visibilidades amostradas por um interferômetro é um número finito, implicando uma amostragem discreta do plano uv onde o número de pontos é da ordem do quadrado do número de antenas do arranjo. Esta amostragem pode ser representada por uma função $S(u, v)$ que tem valor 1 nos pontos (u, v) amostrados e é nula em todos os outros pontos do plano. Inserindo a função $S(u, v)$ e considerando $A(l, m) = 1$ por simplicidade, a Equação 2.21 passa a ser escrita como:

$$I^D(l, m) = \iint S(u, v)V(u, v)e^{i2\pi(ul+vm)}dudv \quad (2.25)$$

A função $I^D(l, m)$ é conhecida como *imagem suja* e contém a contribuição do feixe sintetizado pelo conjunto de linhas de base do arranjo, $B(l, m)$, que é dado por:

$$B(l, m) = \iint S(u, v)e^{i2\pi(ul+vm)}dudv \quad (2.26)$$

Desta forma, utilizando o teorema da convolução, pode-se escrever:

$$I^D(l, m) = I(l, m) * B(l, m) \quad (2.27)$$

A Equação 2.27 é importante pois mostra que as imagens obtidas por interferômetros estão sempre convoluídas com o feixe sintetizado. Atualmente, os arranjos têm sido dimensionados quanto ao número de antenas e posição das linhas de base de tal forma que a cobertura uv seja otimizada, reduzindo o efeito do feixe sintetizado sobre os mapas interferométricos. Contudo, mesmo nestas configurações otimizadas, os feixes sintetizados ainda produzem efeitos que devem ser removidos das imagens. Os métodos que foram criados com este objetivo são denominados *métodos de deconvolução* e são discutidos na seção 2.4, a seguir.

2.4 Métodos de deconvolução

Conforme descrito nas seções anteriores, a necessidade de utilizar métodos de deconvolução no processo de imageamento interferométrico deve-se principalmente à cobertura finita e discreta do plano uv . Devido à cobertura incompleta do plano uv , é impossível determinar uma solução única para o problema de inversão das visibilidades amostradas por qualquer interferômetro.

Outro efeito da discretização do plano uv é a replicação da imagem em escalas angulares relacionadas à menor linha de base do interferômetro. A intensidade da imagem replicada em uma determinada posição angular (l, m) é reduzida com relação à imagem original de acordo com o valor do padrão de potência, $A(l, m)$, de cada elemento do arranjo.

Além de discreta, a cobertura uv associada às linhas de base dos interferômetros em operação atualmente não é uniforme (ou seja, os pontos amostrados não estão distribuídos uniformemente no plano uv), o que implica a formação de estruturas espúrias ou artefatos na imagem, com dimensões angulares associadas às irregularidades da função de amostragem.

Os métodos de deconvolução mais utilizados em interferometria são o CLEAN (HÖGBOM, 1974) e o Método da Entropia Máxima (MEM) (FRIEDEN, 1972). O CLEAN é um algoritmo através do qual a forma do feixe sintetizado é subtraída da imagem de forma iterativa, até que o nível de ruído desejado seja alcançado. Por outro lado, o MEM baseia-se num modelo para encontrar a solução do problema da inversão das visibilidades que maximiza uma quantidade denominada entropia do mapa, e que é equivalente a minimizar a quantidade de informação contida no mapa.

2.4.1 O método CLEAN

O método CLEAN tornou-se mais popular entre os rádio astrônomos, principalmente por ser mais rápido quando aplicado a imagens pequenas (até 1024×1024 pixels) e de fontes com estruturas simples. Desde a sua criação, foram desenvolvidas diversas variantes do método, que procuravam principalmente otimizar seus resultados no imageamento de estruturas com emissão extensa. Contudo, as implementações seguem as linhas gerais do procedimento desenvolvido por Högbom (1974), que são as seguintes:

- a) Determina a posição e intensidade do pixel de maior brilho na imagem suja.
- b) Subtrai da imagem suja o feixe sintetizado de forma que a posição de resposta máxima coincida com a posição do pico encontrado no passo anterior, multiplicando a intensidade do feixe pela do pico da imagem suja e um fator γ , chamado ganho do CLEAN.

- c) Armazena a informação referente à intensidade e a posição da fonte puntual subtraída no passo anterior.
- d) Retorna ao passo 1 a menos que não reste na imagem suja nenhum pico com intensidade maior do que um certo nível, estabelecido pelo usuário. O que resta da imagem suja após a subtração das componentes recebe o nome de *resíduos* ou *imagem residual*.
- e) As informações armazenadas sobre as fontes subtraídas são convoluídas com o feixe CLEAN, normalmente uma gaussiana ajustada ao lóbulo central do feixe sintetizado.
- f) Os resíduos são adicionados à imagem produzida no passo 5 a partir das componentes CLEAN.

O conhecimento que se tem sobre o comportamento do método CLEAN deve-se à sua grande popularidade entre os rádio astrônomos. Ao longo de mais de 25 anos, as diversas variantes que foram desenvolvidas têm como objetivo a correção dos efeitos percebidos devido à sua utilização. O principal algoritmo implementado no sistema computacional AIPS (“Astronomical Image Processing System”), por exemplo, foi desenvolvido por Schwab (1984) e procura reduzir o custo computacional associado às operações de translação e escalonamento do feixe sintetizado através da utilização de um segmento deste feixe que se estende até o lóbulo lateral de maior intensidade. A subtração do padrão do feixe é realizada no domínio das frequências espaciais, o que faz com que o algoritmo seja menos sensível à discretização das visibilidades.

Um dos maiores problemas da utilização do CLEAN manifesta-se quando o método é aplicado na deconvolução de imagens de fontes com emissão extensa. Neste caso, devido ao fato do procedimento sempre escolher o pixel de maior intensidade e atribuir uma componente à posição daquele pico (ou seja, uma fonte puntual), a componente extensa de uma distribuição de brilho faz com que sejam criadas fontes pontuais na região da imagem final correspondente à fonte com emissão extensa. Nos casos mais simples, esse viés pode ser evitado com a convolução da imagem com um feixe gaussiano de largura um pouco maior do que a do feixe CLEAN, diluindo as fontes pontuais e fornecendo uma melhor aproximação para a emissão extensa. Contudo, os resultados nem sempre são satisfatórios, e foram desenvolvidas variantes do CLEAN com o objetivo de resolver o problema da emissão extensa.

Os dois principais algoritmos que procuram resolver o problema de imageamento de fontes extensas através do método CLEAN foram desenvolvidos por [Steer et al. \(1984\)](#), [Wakker e Schwarz \(1988\)](#). O primeiro é uma adaptação do método de [Schwab \(1984\)](#), em que todos os pixels com fluxo acima de um determinado limiar em uma determinada região são considerados como componentes, cuja subtração da imagem suja é realizada no domínio das frequências espaciais. No CLEAN Multi-resolução ([WAKKER; SCHWARZ, 1988](#)), são definidos vários feixes CLEAN, com diferentes resoluções; a deconvolução é realizada para cada um desses feixes, e os resultados são combinados em um mapa final, onde a contribuição devido à emissão extensa está presente graças à deconvolução realizada em baixa resolução.

O grande conhecimento empírico adquirido ao longo de 3 décadas de utilização do CLEAN é provavelmente o maior motivo para a sua popularidade. Contudo, o CLEAN é um procedimento, e a imagem final não pode ser descrita matematicamente como uma função simples da imagem suja, o que dificulta a sua análise teórica.

2.4.2 O Método da Entropia Máxima (MEM)

Uma abordagem completamente diferente do problema de deconvolução é fornecida pelo MEM ([FRIEDEN, 1972](#)), no qual uma grandeza matemática, conhecida como entropia do mapa, é definida como função da imagem obtida a cada iteração e de uma imagem modelo, através da qual pode ser introduzido conhecimento sobre a fonte imageada. Diversas propriedades do método foram discutidas por [Narayan e Nityananda \(1986\)](#), onde são apresentadas diversas formas para a entropia do mapa. Dentre estas, a de uso mais geral é a seguinte:

$$\mathcal{H} = - \sum_k I_k \ln \frac{I_k}{M_k e} \quad (2.28)$$

em que

I_k é o valor da intensidade do mapa no pixel k ; e,

M_k é o valor da intensidade da imagem modelo no pixel k .

Na forma da entropia do mapa apresentada na Equação 2.28, o conhecimento sobre a fonte é introduzido através da imagem modelo M_k . A maximização da entropia do

mapa é realizada sob dois vínculos: (1) todos os pixels devem ter brilho positivo e (2) a diferença entre as visibilidades observadas e as previstas pelo modelo deve ser minimizada. Dentre os algoritmos propostos para realizar a deconvolução através da aplicação do MEM, o de [Cornwell e Evans \(1985\)](#) foi implementado no AIPS.

As grandes diferenças entre os métodos CLEAN e MEM, os mais utilizados na deconvolução de imagens de interferômetros, impedem que seja feita uma comparação detalhada entre eles. Do ponto de vista computacional, o CLEAN é mais rápido que o MEM para imagens pequenas e de campos razoavelmente simples (com emissão dominada por fontes pontuais). O MEM torna-se mais rápido para imagens com número de pixels superior a 10^6 , e, em geral, fornece melhores resultados do que o CLEAN quando a fonte imageada possui estruturas com significativa emissão extensa. Por ser baseado na maximização de uma função do mapa, o MEM é melhor conhecido teoricamente, ao passo que o CLEAN foi testado de forma mais exaustiva, sendo mais conhecido e utilizado, no dia a dia. Atualmente, graças ao avanço dos recursos computacionais, testes têm sido realizados com métodos híbridos, que procuram se valer das vantagens de ambos os algoritmos para obter os melhores mapas possíveis a partir das visibilidades observadas.

Apesar de ambos os métodos CLEAN e MEM terem sido descritos neste capítulo, apenas o CLEAN foi utilizado para a produção das imagens utilizadas neste trabalho, por razões que serão discutidas adiante, nos Capítulos [4](#) e [6](#).

3 INSTRUMENTAÇÃO

Este capítulo é dedicado a apresentar uma descrição detalhada dos principais radiotelescópios utilizados para a coleta de dados deste trabalho: o Giant Metrewave Radio Telescope (GMRT – seção 3.2) e o Brazilian Decimetric Array (BDA – seção 3.3). O “Gauribidanur Radio Heliograph” (GRH) também foi utilizado para coleta de dados deste trabalho e é descrito por [Ramesh et al. \(1998\)](#), [Ramesh et al. \(2006\)](#).

Conforme discutido no Capítulo 2, os interferômetros são instrumentos que combinam as propriedades de recepção de diversos elementos (antenas). Nos interferômetros em operação atualmente, esta combinação é feita através da utilização de correlacionadores digitais, que são os principais componentes dos sistemas receptores destes interferômetros.

Assim, é importante apresentar uma breve descrição sobre correlacionadores (Seção 3.1), suas principais características e os principais tipos de implementação, antes de descrever a instrumentação interferométrica utilizada neste trabalho.

3.1 Correlacionadores Digitais

Os correlacionadores são dispositivos que combinam os sinais das diversas antenas de um interferômetro, computando a função de coerência espacial (equação 2.5) para cada par de antenas que compõe o interferômetro. Uma discussão detalhada sobre correlacionadores e seus aspectos principais de implementação e funcionamento é apresentada por [Romney \(1999\)](#). Os principais tipos de implementação de correlacionadores são denominados FX e XF, devido à sua arquitetura, conforme descrito nesta Seção.

Os correlacionadores em operação atualmente são implementados utilizando eletrônica digital. Em comparação com sistemas analógicos, os sistemas digitais têm a vantagem do seu funcionamento estar menos sujeito às condições climáticas de operação, como temperatura e umidade. Além disso, os circuitos digitais podem ser replicados com mais facilidade do que os analógicos, o que é uma característica extremamente vantajosa no caso dos interferômetros. As perdas associadas à digitalização do sinal podem ser calculadas e corrigidas, como descrito por [Vleck e Middleton \(1966\)](#).

Nos correlacionadores FX ([CHIKADA et al., 1987](#)), cujo esquema é apresentado na

Figura 3.1, o processamento do sinal é realizado de forma que primeiro é feita a transformada de Fourier rápida (FFT - “Fast Fourier Transform”) dos sinais provenientes de cada antena, que são separados em canais espectrais. No estágio posterior do processamento, a correlação entre os sinais é computada para cada um dos canais espectrais. O nome FX é devido à ordem das operações (F para FFT e X para correlação).

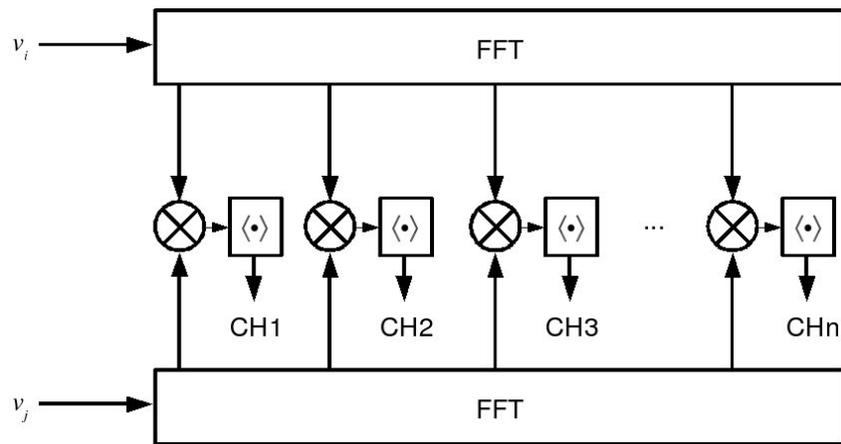


Figura 3.1 - Esquema simplificado do processamento dos dados de cada par de antenas em um correlacionador FX.

Fonte: Adaptado de Romney (1999).

A implementação de um correlacionador XF (ou “lag-correlator”), por outro lado, é tal que em cada par de antenas, ij , o sinal de apenas uma delas, v_i , passa por um banco com n unidades de atraso em série, cada unidade inserindo um atraso $\Delta\tau$, cujo valor mínimo é o inverso da frequência de digitalização do sistema. Após passar por cada uma das unidades de atraso, o sinal v_i é multiplicado pelo sinal v_j , que não sofre atrasos. A correlação é obtida computando a média temporal dos sinais multiplicados após cada unidade de atraso. Os valores de correlação são processados por um bloco de FFT através do qual são obtidos os valores correlação para diferentes canais espectrais. Um diagrama simplificado de um correlacionador XF para um par de antenas é apresentado na Figura 3.2.

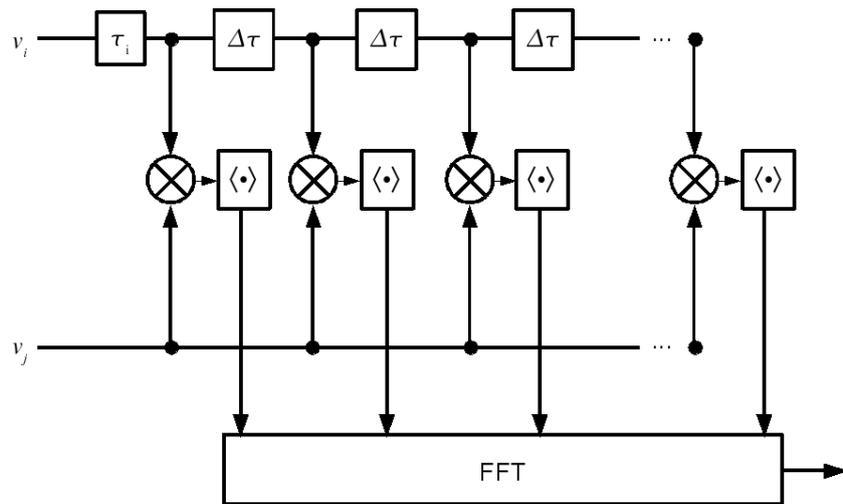


Figura 3.2 - Esquema simplificado do processamento dos dados de cada par de antenas em um correlacionador XF. τ_i representa um módulo de atraso instrumental para compensação de atraso geométrico.

Fonte: Adaptado de Romney (1999).

3.2 Giant Metrewave Radio Telescope (GMRT)

O GMRT (SWARUP et al., 1991; ANANTHAKRISHNAN; RAO, 2002) é um arranjo interferométrico composto por 30 antenas parabólicas, cada uma com 45 m de diâmetro. O arranjo é formado por 14 antenas distribuídas de forma aleatória na região central (com área de aproximadamente 1 km² e 16 antenas dispostas na configuração externa em forma de “Y”, contida em uma circunferência com aproximadamente 14 km de raio, conforme representado na Figura 3.3. O arranjo está localizado a aproximadamente 80 km de Pune, Índia (19°05'48" N, 74°03'00" L).

As antenas foram desenvolvidas para operar no intervalo de frequências entre 50 e 1450 MHz, construídas de tal forma que a sua superfície refletora é formada por painéis de uma tela de fios de metal presos à estrutura por cabos de aço. O ajuste apropriado destes cabos de aço permite que seja obtida uma superfície parabólica com a precisão adequada às frequências de operação do telescópio. Esta técnica de construção altamente econômica, da qual será apresentada uma discussão mais detalhada adiante, faz com que as antenas sejam muito leves e estejam pouco sujeitas ao regime de ventos da região.

O sistema receptor foi desenvolvido para operar nas bandas cujas frequências de

referência são 50, 150, 233, 327, 610 e 1000-1450 MHz. Além disso, o correlacionador é capaz de operar com até 256 canais espectrais, com uma largura de banda máxima de 32 MHz para observações de apenas uma polarização ou 16 MHz em observações de ambas as polarizações.

3.2.1 Aplicações do GMRT

O GMRT é o maior rádio telescópio de ondas métricas em operação no mundo atualmente. A área coletora das 30 antenas de 45 metros de diâmetro é equivalente à área coletora de uma antena parabólica de aproximadamente 250 metros de diâmetro, portanto próxima da área coletora da antena de Arecibo, a maior antena parabólica em operação atualmente, com 300 m de diâmetro. Além disso, o GMRT é o interferômetro de elementos conectados com as maiores linhas de base atualmente, consequentemente sendo aquele com melhor resolução angular nas suas frequências de operação.

Devido à sua alta sensibilidade (entre alguns mJy em 150 MHz e centenas de μ Jy em 1420 MHz em intervalos de integração de 16.9 s) e alta capacidade espectral, o GMRT é utilizado para diversas aplicações astrofísicas. No modo de observação de pulsares, a sensibilidade é ainda maior, podendo chegar a alguns μ Jy em intervalos de integração tão curtos quanto 128 μ s.

Algumas das aplicações científicas do GMRT são (GMRT, 2006):

- Levantamento de curvas de rotação de galáxias espirais,
- Estudos de variabilidade em fontes extragaláticas compactas,
- Busca de fontes fracas em altos *redshifts*,
- Observações de atividade solar e também de estruturas do Sol calmo,
- Estudos da relação entre a atividade solar e distúrbios no meio interplanetário,
- Busca e estudo de pulsares.

3.2.2 Configuração do Arranjo

A configuração híbrida do GMRT foi planejada de forma que os lóbulos laterais do feixe sintetizado sejam minimizados devido à configuração central aleatória, ao mesmo tempo que as maiores linhas de base formadas pelas antenas da configuração externa com a forma aproximada de um “Y” fornecem alta resolução espacial. As linhas de base variam entre 100 m no arranjo central e 26 km na configuração externa, mas devido a efeitos de projeção, a menor linha de base pode ser reduzida até 60 m. A configuração do arranjo é exibida na figura 3.3.

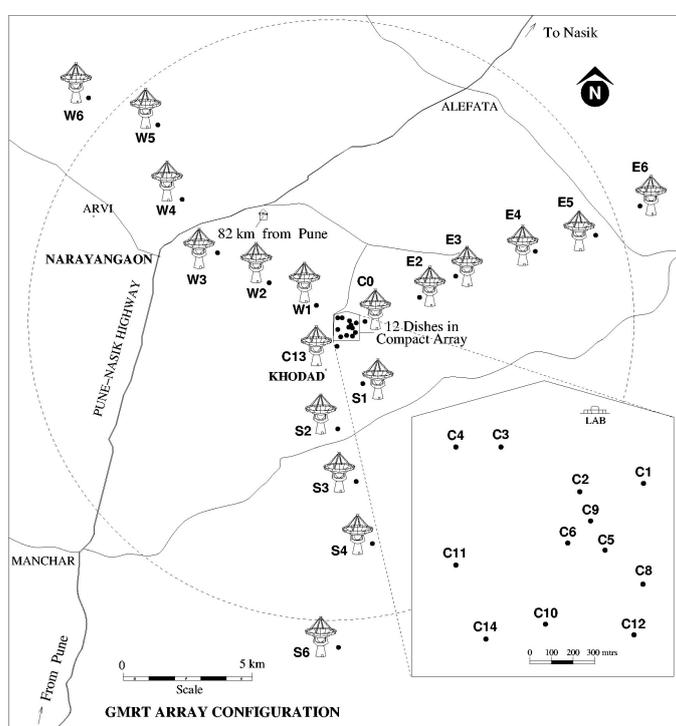


Figura 3.3 - Configuração e localização do arranjo de antenas do GMRT.

Fonte: Arquivo do NCRA

As antenas do GMRT são denominadas C_{nn} (C00 a C14), E_{nn} (E01 a E06), W_{nn} (W01 a W06) e S_{nn} (S01 a S06), respectivamente no arranjo central e nos braços Leste, Oeste e Sul¹.

¹As antenas C07, E01 e S05 constavam no plano inicial, mas foram retiradas do projeto final de construção do arranjo.

3.2.3 Antenas

O GMRT é composto por antenas parabólicas de 45 m de diâmetro. Uma foto de uma destas antenas é apresentada na Figura 3.4. A razão focal, $f/D = 0,412$, foi definida com base tanto em considerações de projeto estrutural quanto em estudos dos padrões de potência de diferentes alimentadores. Algumas das vantagens da utilização de antenas parabólicas são:

- a) Facilidade para acoplar receptores às antenas;
- b) Alto ganho: um ganho de ~ 25 dB para antenas com diâmetros pequenos ($\sim 10\lambda$) pode ser facilmente alcançado;
- c) Alta mobilidade, principalmente com montagem alt-azimutal: as antenas podem ser apontadas para praticamente todo o céu; e,
- d) Possibilidade de utilização para observação de um amplo intervalo de comprimentos de onda, simplesmente trocando o alimentador presente no foco.



Figura 3.4 - Foto de uma das antenas do GMRT.

No caso do GMRT, as antenas foram construídas com os suportes para os alimentadores no foco primário. Esta montagem mostrou-se mais viável do que uma montagem do tipo Cassegrain (com um refletor no foco primário e alimentadores no foco secundário), pois a última requer um refletor secundário de dimensões muito grandes (da ordem do comprimento de onda da radiação observada), implicando um alto bloqueio do refletor primário, uma vez que o telescópio opera em comprimentos de onda métricos. Desta forma, o bloqueio da superfície refletora é minimizado nas antenas do GMRT.

A superfície refletora das antenas é composta por painéis de uma tela fina formada por fios de metal de espessura 0,55 mm. Os painéis que formam a tela podem ser identificados na Figura 3.5, que mostra também a fixação da tela à estrutura da antena. As dimensões da tela são 10×10 mm para o 1/3 central da antena, 15×15 mm para o 1/3 intermediário e 20×20 mm para o 1/3 externo (SANKAR, 2003). As perdas de transmissão associadas à superfície são apresentadas para dois diferentes comprimentos de onda na Tabela 3.1.

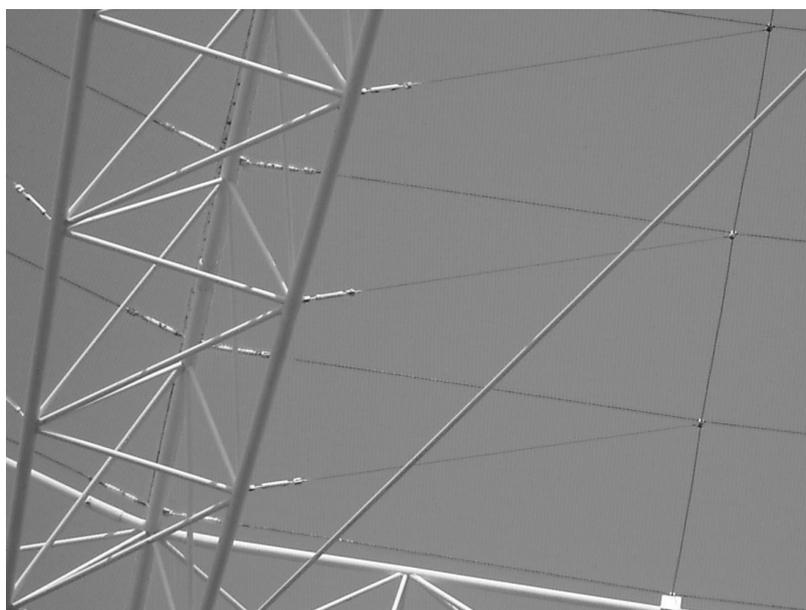


Figura 3.5 - Detalhe da superfície refletora e da sua fixação à estrutura das antenas do GMRT.

A frequência máxima de observação das antenas do GMRT, associada ao desvio da superfície refletora com relação a uma superfície parabólica ideal é ~ 3000 MHz. Por outro lado, a frequência mínima de observação está associada às dimensões da

Tabela 3.1 - Perdas de transmissão das antenas do GMRT

Dimensões da tela	$\lambda = 21 \text{ cm}$	$\lambda = 50 \text{ cm}$
10 mm	-15,8 dB	-23,3 dB
15 mm	-11,4 dB	-18,4 dB
20 mm	-8,1 dB	-14,6 dB

Fonte: Adaptado de [Sankar \(2003\)](#)

estrutura que suporta os alimentadores e, no caso das antenas do GMRT, é ~ 6 MHz ([SANKAR, 2003](#)).

3.2.4 Alimentadores e “Front-Ends”

Os alimentadores para as diferentes faixas de frequências de operação do GMRT são montados em um suporte giratório fixado à antena de forma que os centros de fase de todos os alimentadores coincidem com o foco do parabolóide. O suporte tem formato cúbico, do qual duas faces são utilizadas para a montagem à estrutura da antena e os alimentadores são montados nas 4 faces restantes. A Figura 3.6 mostra o suporte dos alimentadores, na posição em que o alimentador de dupla frequência está voltado para a superfície refletora da antena. Esta configuração é possível graças ao fato de um dos alimentadores ser multi-frequências, operando em 235 e 610 MHz.

Os “Front-Ends” são compostos por um primeiro estágio de processamento dos sinais que é específico para cada intervalo de frequências de operação. Este primeiro bloco de eletrônica é montado junto ao alimentador. Os alimentadores são sensíveis à polarização circular, à exceção do alimentador da banda L, sensível à polarização linear. O segundo estágio dos “Front-Ends” é um bloco comum a todas as frequências cuja função é adequar o sinal à transmissão para a central eletrônica (“Central Electronics Building” – CEB).

Os alimentadores que operam em 150 MHz são compostos por quatro dipolos dobrados, dispostos em uma configuração com a forma de um quadrado de lado $\lambda/2$ e montados sobre um refletor plano. Os sinais coletados pelos dipolos paralelos (espaçados de $\lambda/2$, onde λ é o comprimento de onda) são combinados, compondo o sinal de uma das polarizações, enquanto a outra polarização é composta pelos sinais coletados pelo par de dipolos transversal.

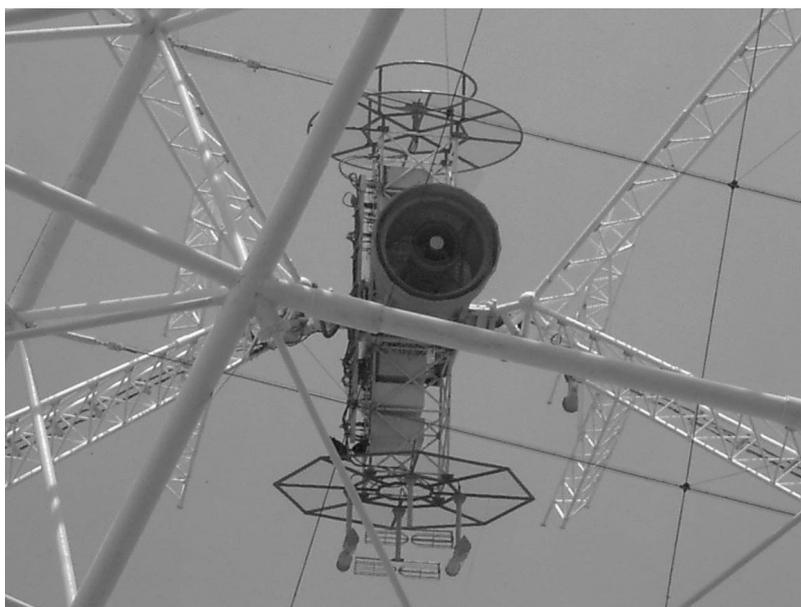


Figura 3.6 - Detalhe do suporte dos alimentadores das antenas do GMRT, mostrando os alimentadores de 150 MHz (voltado para baixo), de 235/610 MHz (centro) e de 327 MHz (voltado para cima).

Uma vantagem da utilização deste tipo de alimentador é a operação em banda larga. Neste caso particular, os alimentadores operam no intervalo de frequências entre 117 e 247 MHz. Por outro lado, este alimentador apresenta um alto grau de “cross-talk” entre as polarizações (-17 dB), uma característica indesejável já que reduz a precisão das medidas de polarização realizadas com este sistema.

Os alimentadores que operam na frequência de 327 MHz são dipolos cruzados aos quais foram adicionados anéis de formação de feixe que têm a propriedade de equalizar os campos E e H do padrão de potência dos alimentadores. Este tipo de montagem foi inicialmente proposto por [Kildal e Skyttemyr \(1982\)](#) e é altamente desejável para garantir que o alimentador tenha um baixo grau de “cross-talk” entre as polarizações. O intervalo de frequências de operação destes alimentadores é 286 – 424 MHz.

Os alimentadores multi-frequências de 235 e 610 MHz são guias de onda coaxiais dimensionados de forma que os condutores externos dos alimentadores de 610 MHz servem de condutores internos para os alimentadores de 235 MHz, cujas dimensões são maiores. Este tipo de alimentador tem a vantagem de permitir a recepção de sinais de frequências suficientemente distantes (a separação entre as frequências deve ser maior do que uma oitava). Por outro lado, a largura de banda utilizável neste

tipo de alimentador é menor do que nos outros tipos empregados nas demais bandas de operação do GMRT, fornecendo, neste caso, uma largura de banda de 12 MHz. O nível máximo de “cross-talk” entre as polarizações destes alimentadores é -22.8 dB.

Os alimentadores que operam no intervalo de frequências 1000 – 1450 MHz são do tipo corneta corrugada e foram desenvolvidos e construídos no Laboratório de Ondas Milimétricas do “Raman Research Institute”. Estes alimentadores têm uma largura de banda de 580 MHz, no intervalo 1000 – 1580 MHz e o nível máximo de “cross-talk” entre as polarizações é -24 dB.

3.2.5 Sistema Receptor

O sistema receptor do GMRT tem início nos alimentadores e “front-ends” localizados em suportes giratórios no foco primário de cada uma das antenas e sensíveis a duas polarizações (conforme descrito na Seção 3.2.4), denominadas CH1 e CH2, em referência aos canais em que são transmitidas.

A conversão de frequência é feita através de quatro osciladores locais, com diferentes propósitos. O primeiro dos osciladores locais (LO I, localizado na base de cada antena) realiza a conversão do sinal de rádio-frequência (RF) para uma banda de frequência intermediária (IF) centrada em 70 MHz. O sinal é convertido pelo segundo oscilador local (LO II) para 130 e 175 MHz, respectivamente para CH1 e CH2. Estes sinais são enviados para o CEB através do mesmo cabo de fibra-óptica, cujo sistema é descrito em detalhes por [Sankararaman \(2003\)](#).

Após a sua recepção no CEB, os sinais sofrem mais duas conversões em frequência, primeiro para a “baseband” centrada em 70 MHz pelo terceiro oscilador local (LO III) e depois para as duas bandas laterais (superior – USB – e inferior – LSB, cada uma com largura de 16 MHz) pelo quarto oscilador local (LO IV), cuja frequência é ajustável para observações de linhas espectrais.

Além dos osciladores locais, há também controladores automáticos de nível (“Automatic Level Controllers” – ALCs), cuja função é manter o sinal com a potência apropriada para a transmissão através da fibra. ALCs também são utilizados na entrada do correlacionador, de forma que o nível do sinal fornecido ao correlacionador seja aproximadamente constante.

3.2.6 Correlacionador

O Correlacionador utilizado no GMRT é de arquitetura FX. Na sua implementação, é utilizado um circuito integrado desenvolvido especificamente para interferometria pelo “National Radio Astronomy Observatory” (NRAO) para fazer as FFTs e correlações. A amostragem é feita com 4 bits, o que aumenta a faixa dinâmica do correlacionador, além de minimizar a perda de eficiência do receptor.

O sistema processa os sinais obtidos na saída do receptor, após a conversão de frequência do LO IV. Neste estágio, o sinal é composto por quatro componentes (LSB e USB em cada uma das polarizações), o que significa que há 120 (4×30) entradas no correlacionador, cada uma com um conversor analógico-digital (ADC), uma unidade de compensação de atraso integral, uma unidade de compensação de atraso fracional e uma unidade de FFT. O número de unidades multiplicadoras em cada um dos canais está relacionado ao número de elementos e incluindo as auto-correlações, é dado por $n(n+1)/2$. Além disso, em um correlacionador FX, todos os produtos devem ser medidos em cada um dos canais espectrais. Desta forma, seriam necessárias 952320 unidades multiplicadoras para possibilitar observações espectrais com determinação de todos os parâmetros de Stokes². Contudo, como uma forma de reduzir o custo de fabricação, o correlacionador do GMRT foi desenvolvido com 238080 unidades multiplicadoras e possui diferentes modos de operação altamente configuráveis de forma a minimizar o efeito da diminuição do número de unidades multiplicadoras.

O sinal de entrada no correlacionador é digitalizado por ADCs de 6 bits que operam à frequência máxima de 32 MHz, de forma que o sinal é amostrado na frequência de Nyquist quando a largura de banda é 16 MHz (largura máxima das bandas – LSB e USB – do GMRT). Após a digitalização, o sinal é processado por unidades de atraso e preparação de dados, cada uma com capacidade para 4 sinais de entrada (duas polarizações em cada uma das bandas LSB e USB) e também 4 saídas. O sinal previamente quantizado com 6 bits é novamente quantizado com 4 bits, já que o correlacionador foi implementado com 4 bits por questões de viabilidade de implementação. O atraso do sinal em cada par de antenas é então corrigido de acordo com o atraso geométrico associado à posição da fonte observada.

²Os parâmetros de Stokes I, Q, U, V constituem uma forma de descrição completa da polarização da radiação observada, e em medidas interferométricas são medidos através de todos os produtos entre os sinais de polarização de cada uma das antenas, RR, LL, RL, LR .

O sinal com os atrasos corrigidos é enviado para as unidades de FFT, que têm capacidade para aplicar uma função de ponderação (selecionada por “software”) e aplicar correções de atrasos menores do que o intervalo de amostragem, além de obter a FFT dos sinais de entrada. A saída das unidades de FFT é fornecida aos Multiplicadores e Acumuladores (MAC), que computam os produtos entre os sinais de saída de FFT e podem acumulá-los por um intervalo de 4 a 128 ms. Os MACs têm uma grande flexibilidade de configuração, de forma que o sinal de saída obtido é composto de acordo com um dos modos de operação do correlacionador descritos a seguir.

Os principais modos de operação do correlacionador são denominados “Não-polar”, “Polar-indiano” e “Polar”. No modo “Não-polar”, os MACs são configurados de forma que o sinal de apenas uma das polarizações pode ser medido ao longo de 256 canais espectrais (utiliza ambas as bandas LSB e USB), com largura de banda máxima de 2×16 MHz, sendo mais indicado para observações espectrais com alta resolução. Por ser sensível a apenas uma polarização, este modo está restrito à metade da sensibilidade total do GMRT. No modo “Polar-indiano”, a configuração é tal que os sinais de ambas as polarizações são medidos nas duas bandas (USB e LSB), com o número de canais espectrais restrito a 128, enquanto a largura de banda máxima é de 32 MHz. Este é o modo mais comumente usado para observações interferométricas, fornece o parâmetro de Stokes I para uma fonte não-polarizada e os sinais são adquiridos com a sensibilidade total do GMRT. No modo “Polar”, o correlacionador é configurado de forma que todos os produtos necessários para medir os quatro parâmetros de Stokes são medidos, em apenas uma das bandas (USB ou LSB), com 128 canais espectrais e largura de banda máxima de 16 MHz.

A coleta dos dados utilizados neste trabalho foi realizada utilizando o modo “Polar-indiano”. Uma descrição detalhada do processo de coleta de dados utilizando o GMRT é apresentada no Capítulo 4.

3.2.7 Controle e Aquisição de Dados

Os diferentes sistemas descritos nas seções anteriores deste capítulo estão integrados e são totalmente controlados por programas computacionais desenvolvidos para este fim no GMRT. Estes programas, bem como os computadores em que são executados e as interfaces de comunicação com os demais sistemas, constituem os sistemas de controle e aquisição de dados do GMRT.

O sistema de controle é o responsável por ajustar as configurações e monitorar o funcionamento dos sistemas analógicos, em sua maioria instalados nas antenas. Através do sistema de controle, é possível desempenhar as seguintes funções:

- Posicionar todas as antenas em azimute e elevação e rastrear fontes no céu,
- Rotacionar o suporte dos alimentadores para posicionar o alimentador desejado no foco da antena,
- Ajustar os parâmetros do sistema “front-end”, tais como a frequência de observação, a atenuação dos sinais e o nível de ruído desejado para calibração,
- Controlar os parâmetros do sistema de frequência intermediária (IF), tais como as frequências dos osciladores locais, as larguras de banda e atenuação do sinal de IF e a operação dos ALCs,
- Monitorar centenas de parâmetros de operação do sistema em diversos pontos ao longo do caminho dos sinais, através de um sistema de telemetria que permite ainda o monitoramento das condições climáticas (vento, por exemplo) em todas as antenas, e,
- Estabelecer comunicação entre o CEB e cada uma das antenas através de uma rede telefônica interna.

As diversas informações sobre o sistema coletadas pelo sistema de telemetria são enviadas para o CEB através de uma rede computacional que utiliza protocolo de internet (IP), com taxa de transferência total (incluindo a rede telefônica) de 250 kbps. Os comandos do CEB para os diferentes sistemas e antenas são enviados através da mesma rede.

O sistema de aquisição de dados, por outro lado, é responsável não só por transferir os dados providos pelo correlacionador para o computador em que serão armazenados em arquivos, como também por controlar as configurações e o funcionamento do próprio correlacionador. É através do sistema de aquisição de dados que se pode configurar o correlacionador para funcionar em um dos diferentes modos de operação descritos na Seção 3.2.6, além de controlar o início e fim de cada ciclo de aquisição de dados.

A saída de dados do correlacionador é feita na forma de um número complexo codificado com 32 bits (2 números reais de 16 bits) através dos MACs (ver Seção 3.2.6). Cada chip MAC possui dois “buffers”, sendo um deles utilizado para acumular os dados durante um ciclo de aquisição, enquanto o outro transmite os dados adquiridos durante o ciclo anterior para o computador de aquisição.

Os dados são registrados juntamente com a informação do tempo em que os sinais astronômicos correspondentes foram recebidos. Para garantir uma precisão melhor do que 100 μ s na marcação destes tempos, o sistema empregado no GMRT utiliza dois padrões de tempo bem conhecidos, através de um sistema com três referências de tempo.

A primeira referência de tempo é fornecida juntamente com os dados, uma vez que o tempo do computador de aquisição de dados é lido ao final de cada 16 kB de dados e a localização do bit de sincronização (um bit que marca o início de cada integração) com relação a este tempo permite que seja estabelecida uma relação fornecendo os instantes de tempo em que as integrações foram armazenadas. A segunda referência de tempo é fornecida por um sistema de GPS com pulsos a cada minuto. O sistema armazena uma lista destes pulsos e compara com os tempos de registro de cada integração, utilizando os instantes coincidentes em intervalos menores do que 100 μ s para estabelecer uma relação entre o tempo do computador e o padrão de tempo do GPS. A terceira referência é fornecida através de um pulso enviado ao sistema de aquisição ao início de cada ciclo de aquisição e, portanto, coincidente com o tempo do bit de sincronização, permitindo que seja estabelecida uma relação entre o tempo do computador de aquisição de dados e os tempos de envio dos pulsos de início dos ciclos de aquisição de dados.

3.3 Brazilian Decimetric Array (BDA)

O BDA é um arranjo interferométrico em desenvolvimento no campus do INPE em Cachoeira Paulista, atualmente composto por 5 antenas parabólicas em funcionamento e outras 17 instaladas, cada uma com 4 m de diâmetro. As antenas em operação estão dispostas em uma configuração linear na direção Leste-Oeste (Figura 3.7), e sua superfície refletora é formada por uma tela de metal, diretamente fixada à estrutura. A Figura 3.8 mostra as antenas do BDA instaladas no campus de Cachoeira Paulista, em Dezembro de 2004.

O sistema receptor foi desenvolvido para operar no intervalo de frequências 1,2 – 1,7 GHz, com largura de banda de 2,5 MHz. O correlacionador do protótipo do BDA tem capacidade para 6 antenas, com resolução temporal de ~ 100 ms e sem capacidade espectral.

Os sistemas descritos nesta seção são aqueles que atualmente compõem o telescópio, sendo integrantes do projeto do Protótipo do BDA (PBDA), uma versão simplificada do telescópio que foi construída com o objetivo de demonstrar a viabilidade de implementação total do projeto BDA. Na sua fase final, com conclusão prevista para 2012, o BDA será composto por 38 antenas parabólicas, cada uma com 4 m de diâmetro, dispostas em uma configuração em forma de “T” nas direções Leste, Oeste e Sul.

O BDA é um projeto pioneiro em rádio astronomia no Brasil, e sua construção representa um importante desenvolvimento da área no país no que diz respeito ao desenvolvimento científico, à transferência e desenvolvimento de tecnologia e à formação de pessoal em diversos níveis. O projeto tem auxílio da FAPESP, na modalidade projeto temático, e foi concebido para o desenvolvimento em três fases, das quais a segunda encontra-se em andamento atualmente (SAWANT et al., 2000; SAWANT et al., 2000; SAWANT et al., 2002; SAWANT et al., 2003; CECATTO et al., 2004; SAWANT et al., 2005; SAWANT et al., 2007). A primeira fase encerrou-se com a conclusão da construção do protótipo de 5 antenas do BDA (PBDA), que encontra-se em operação no campus de Cachoeira Paulista.

3.3.1 Configuração do arranjo

O BDA opera atualmente na posição cuja latitude e longitude são $22^{\circ}45'35''$ S e $45^{\circ}00'15''$ W, respectivamente, em uma configuração linear na qual os comprimentos das linhas de base são múltiplos de 18 m, com espaçamento regular entre as antenas até 144 m e uma linha de base com 216 m, conforme mostra a Figura 3.7. O comprimento das linhas de base formadas por cada par de antenas é apresentado na Tabela 3.2.

Esta configuração foi determinada a partir de simulações de cobertura uv para diferentes posições de antenas, procurando uma configuração otimizada no que diz respeito à cobertura uv e também ao padrão de potência do feixe sintetizado. Detalhes do processo de otimização são apresentados em (FARIA, 2006).

Tabela 3.2 - Comprimento das linhas de base do PBDA

Par de Antenas	Linha de base (m)
3x4	18
2x3	36
2x4	54
1x2	72
4x5	90
1x3	108
3x5	108
1x4	126
2x5	144
1x5	216

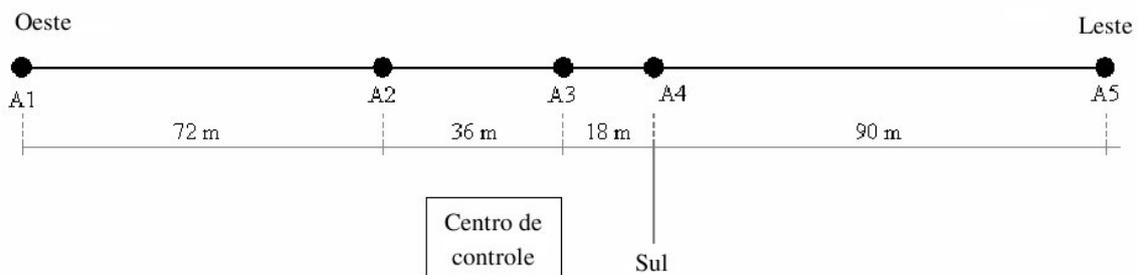


Figura 3.7 - Configuração das antenas do PBDA, incluindo a posição do centro de controle e aquisição de dados. As posições das antenas 1 a 5 são indicadas por A1, A2, A3, A4 e A5, respectivamente.

3.3.2 Antenas, rastreo e alimentadores

O PBDA é composto por 5 antenas parabólicas com 4 metros de diâmetro, com montagem alt-azimutal (Figura 3.8). A superfície refletora das antenas é formada por uma tela de metal com porosidade³ 0,33, razão focal $f/d = 0,38$ e área efetiva de aproximadamente $7,9 \text{ m}^2$, associada a uma eficiência de abertura de aproximadamente 60% e um ganho aproximado de 33 dB.

Os alimentadores (Figura 3.9) operam na faixa de frequências 1,2 – 1,7 GHz e são do tipo log-periódico, tendo sido desenvolvidos e testados no INPE de São José dos Campos. O alimentador é composto por 8 elementos cujo comprimento varia segundo um padrão logarítmico entre 31,0 mm e 56,5 mm e o espaçamento varia

³a porosidade de uma malha é um parâmetro adimensional, definido como a razão entre o volume dos poros e o volume total ocupado pela malha.



Figura 3.8 - Antenas do BDA instaladas no campus do INPE em Cachoeira Paulista, SP, em 12/2004.

também segundo um padrão logarítmico entre 10 mm e 17 mm (SAWANT et al., 2005).

O ângulo de iluminação de borda, ou seja, o ângulo máximo sobre o qual a radiação coletada pelo refletor parabólico incide sobre o alimentador é de $66,7^\circ$, e neste ângulo as atenuações dos diagramas de radiação dos alimentadores nos planos E (polarização horizontal) e H (polarização vertical) são 15 dB e 5 dB, respectivamente. O nível máximo de “cross-talk” entre as polarizações é -25 dB (SAWANT et al., 2005).

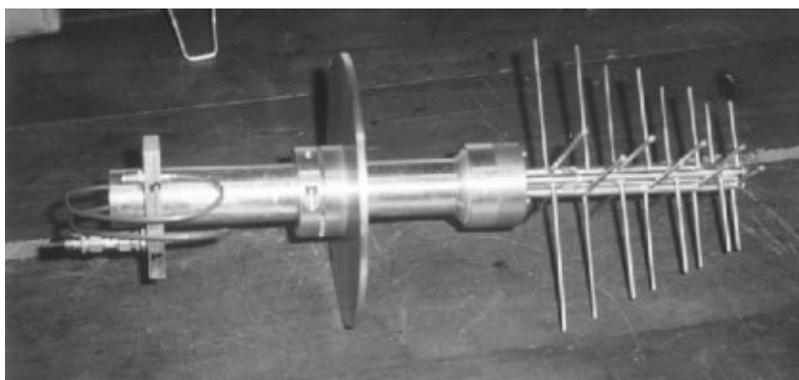


Figura 3.9 - Foto de um dos alimentadores log-periódicos do BDA, cujo intervalo de frequências de operação é 1,2 – 1,7 GHz.

Fonte: Sawant et al. (2005)

O movimento das antenas é controlado pelo sistema de rastreamento desenvolvido pela empresa Inteltek Automation Ltd. – Índia, em colaboração com cientistas e engenheiros do GMRT. O sistema utiliza servo-motores AC sem escova e controladores NextMove-BX, ambos fabricados pela empresa Baldor Electric Company – EUA. Este sistema permite que as antenas sejam apontadas em poucos minutos para qualquer posição no céu (desde que respeitado o limite de aproximadamente 25° em elevação), além de permitir o rastreamento de fontes celestes a partir da leitura de suas coordenadas de um arquivo contendo os valores decimais de hora local, azimute e elevação, conforme exemplificado na Tabela 3.3. O sistema tem precisão de apontamento menor do que 3 minutos de arco e é controlado por um programa computacional, também desenvolvido pela Inteltek.

Tabela 3.3 - Exemplo das entradas do arquivo de coordenadas do BDA

Hora local	Azimute	Elevação
10.000000	216.375275	25.783325
10.016666	216.261383	26.150284
10.033334	216.149994	26.518616
10.050000	216.041382	26.888062
10.066667	215.935547	27.259171
...

3.3.3 Sistema receptor

O receptor de cada uma das antenas do BDA é composto por 3 blocos que realizam o processamento analógico do sinal desde a sua coleta no foco de cada antena até a sua conversão para a banda base, que ocorre no contêiner onde está instalado o centro de controle.

O primeiro bloco, “front-end”, de cada unidade receptora, localizado no foco de cada antena, é composto pelo amplificador de baixo ruído (“Low Noise Amplifier” - LNA), que foi desenvolvido utilizando um chip de circuito integrado T01217N (MiniCircuits Lab). Estes amplificadores possuem ganho de cerca de 22 dB e figura de ruído de 1,6 dB (SAWANT et al., 2005). Além do LNA, há um filtro passa-altas que rejeita frequências abaixo de 1000 MHz (HP-1000). Os sinais amplificados são então enviados através de cabos de RF para a base da antena.

Na base de cada antena, está localizado o segundo bloco das unidades receptoras,

onde a conversão de frequência de RF (1,2 a 1,7 MHz) para IF (70 MHz) é feita em dois estágios. Este bloco é composto por 2 sintetizadores de frequência que fazem o batimento do sinal de entrada com o sinal de referência dos osciladores locais (LO) 1 e 2. O sinal do LO 1 tem frequência variável e o seu batimento com o sinal de RF produz um sinal de IF intermediário com frequência de 836,5 MHz. O frequência do sinal do LO 2, por outro lado, é fixa em 906,5 MHz, produzindo, através do seu batimento com o sinal de IF intermediário, um sinal de IF com frequência de 70 MHz que é transportado para o centro de controle através de cabos coaxiais com comprimento aproximado de 125 m.

A conversão de frequências é concluída no terceiro bloco das unidades receptoras, onde o sinal da banda base é obtido através do batimento do sinal de IF com o sinal do LO 3, cuja frequência é 70 MHz. A largura da banda base é de 2,5 MHz. Além da última conversão, neste bloco também é feita a atenuação do sinal através do uso de atenuadores de até 11 dB que são configurados manualmente. Os atenuadores têm a função de adequar o nível do sinal à entrada do correlacionador (descrito na seção 3.3.4), que opera na faixa de -32 a -38 dBm.

Também é neste bloco que é feita a quadratura do sinal⁴, de forma que a saída do receptor seja composta por uma componente real e uma imaginária em cada uma das unidades. O diagrama detalhado do sistema receptor do PBDA é apresentado na Figura 3.10.

⁴No processo de quadratura, o sinal de entrada é separado em duas componentes e uma delas sofre um atraso de fase correspondente a 90° . Este processo é utilizado para construir um sinal complexo a partir de um sinal real.

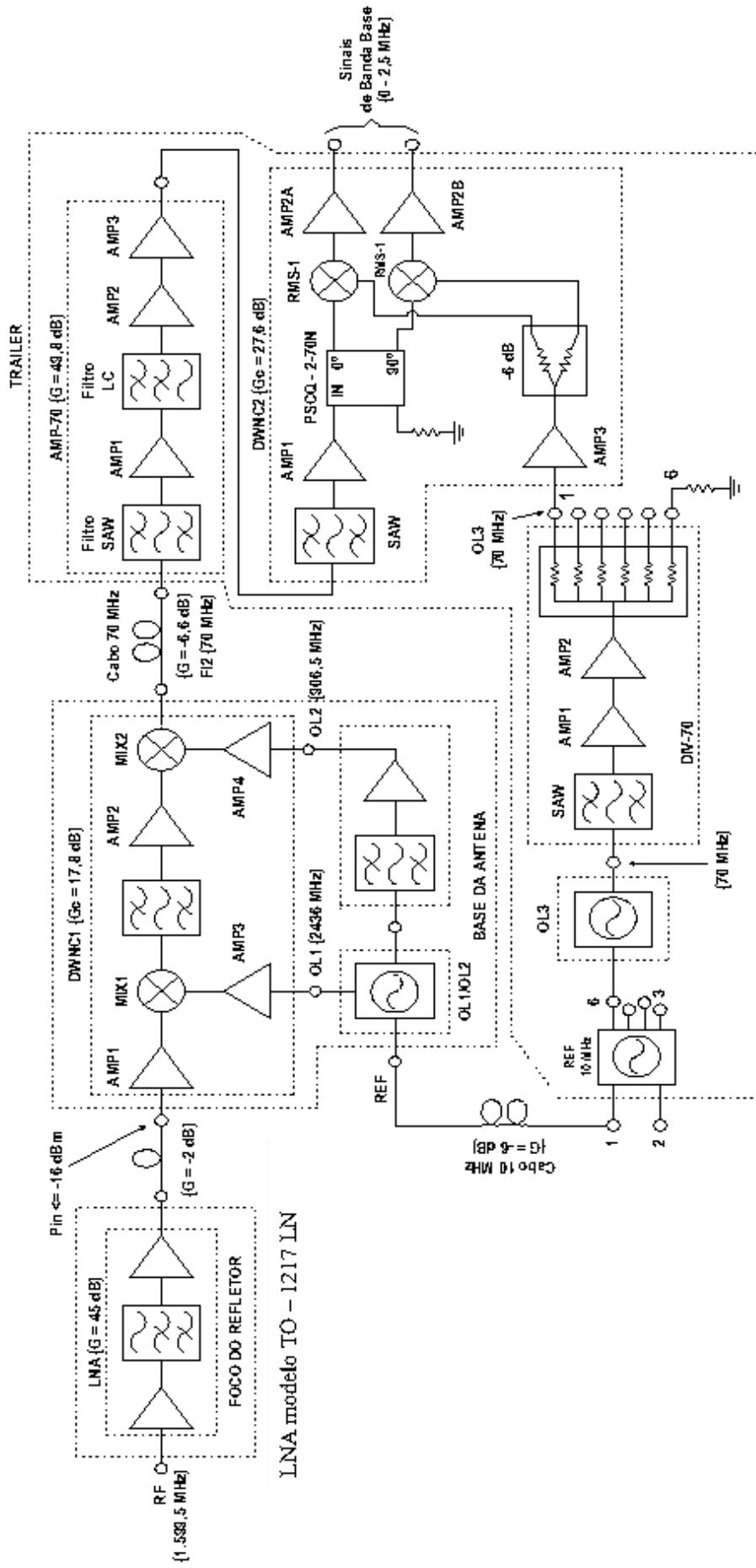


Figura 3.10 – Diagrama detalhado do sistema receptor do PBDA.

Fonte: Sawant et al. (2005)

3.3.4 Correlacionador e aquisição de dados

O correlacionador do PBDA é uma implementação simples de um correlacionador XF onde não há um módulo de FFT para separar o sinal em diferentes canais espectrais após a correlação. Este correlacionador foi idealizado para uso com 6 antenas, podendo então ser utilizado para o protótipo de 5 antenas e para testes de grupos de antenas durante a construção do arranjo, de forma que foi implementado sem capacidade espectral por questão de simplicidade e redução de custos. Este tipo de implementação elimina a necessidade das diversas unidades de atraso em série e unidades multiplicadoras para cada par de antenas (Figura 3.2), de forma que o correlacionador computa a multiplicação dos sinais de cada par de antenas apenas uma vez.

Este sistema tem capacidade para processar as partes real e imaginária do sinal amostrado (obtidas após a quadratura), através de 6 canais que correspondem às partes reais dos sinais de cada uma das antenas e outros 6 canais que correspondem às partes imaginárias dos sinais de cada antena. Além disso, há 2 canais de auto-correlação para computar a potência total do sinal coletado por 2 das antenas do arranjo (atualmente das antenas 2 e 5).

O processamento de sinal feito pelo correlacionador tem início através da digitalização e amostragem do sinal proveniente do último bloco do sistema receptor analógico. A digitalização é feita através de um comparador que tem como saída um nível lógico baixo (0) ou alto (1), quando o sinal analógico de entrada tem um nível abaixo ou acima de um valor de referência, respectivamente. O sinal digital produzido pelo comparador é então amostrado a uma taxa de 5 MHz, satisfazendo o critério de Nyquist para uma banda base com largura de 2,5 MHz (SAWANT et al., 2005).

Os atrasos dos sinais provenientes de cada antena são então ajustados por unidades de atraso instrumental (τ_i). Sua função é compensar os atrasos geométricos entre as diferentes antenas para observações de fontes localizadas distantes do zênite. O valor de τ_i pode ser ajustado entre 0,2 e 3 μs , em passos de 0,2 μs , que é o inverso da frequência de amostragem de 5 MHz do correlacionador.

A base do sistema correlacionador são os chips correlacionadores de 1 bit desenvolvidos para o Rádio Heliógrafo Nobeyama (NAKAJIMA et al., 1995b) e também utilizados no Rádio Heliógrafo Gauribidanur (RAMESH et al., 1998), cujo esquema do

circuito é apresentado na Figura 3.11. Cada chip é capaz de realizar as operações de multiplicação e acumulação para os sinais de até 4 antenas, conforme representado na Figura 3.12, fornecendo como saída os valores das componentes real e imaginária das correlações em cada par de antenas (SAWANT et al., 2005). Por exemplo, se C_1 , S_1 e C_2 , S_2 correspondem respectivamente às componentes real (cosseno - C) e imaginária (seno - S) das antenas 1 e 2, então a correlação produzida na saída será igual a $C_1 \oplus C_2 + S_1 \oplus S_2$ para a componente real e $C_1 \oplus S_2 - S_1 \oplus C_2$ para a componente imaginária.

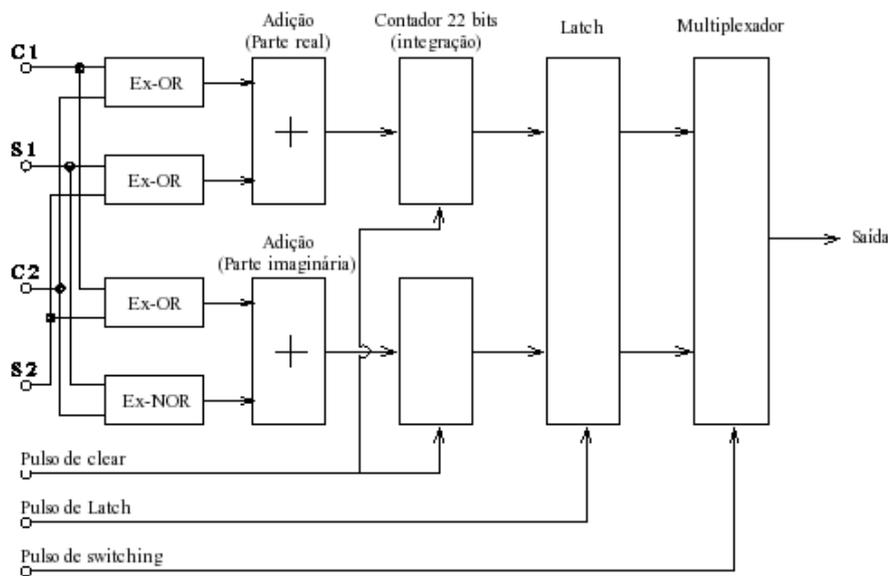


Figura 3.11 - Esquema representando as operações realizadas pelo chip correlacionador do PBDA.

Fonte: Sawant et al. (2005)

O período de integração é de cerca de 105 ms, ao final do qual os dados das correlações em cada par de antenas são armazenados em uma das duas unidades de memória existentes no sistema. Os dados são armazenados sequencialmente em uma das unidades de memória durante 256 ciclos de integração. Durante este período, a leitura dos dados armazenados na outra unidade de memória é feita por um computador conectado ao correlacionador. O processo de leitura e gravação se inverte com relação às unidades de memória ao final de cada 256 ciclos de integração, de forma que há sempre uma unidade armazenando dados e a outra sendo lida pelo computador de aquisição.

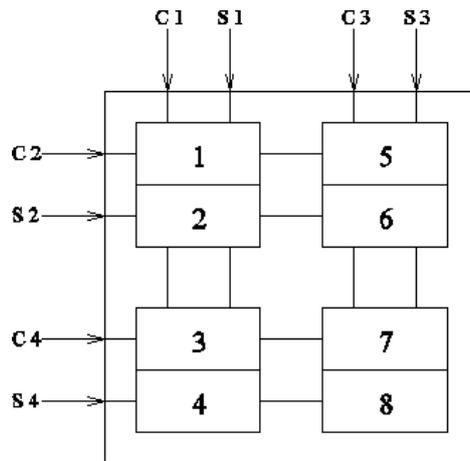


Figura 3.12 - Diagrama funcional do chip correlacionador.

Fonte: [Sawant et al. \(2005\)](#)

3.3.5 Aplicações do PBDA

O PBDA é um instrumento com baixa resolução angular e baixa sensibilidade. As cinco antenas em operação atualmente no sítio de Cachoeira Paulista foram desenvolvidas com o objetivo de realizar testes de engenharia de todos os sub-sistemas (rastreo, receptor, sintetizador de frequências, digital, correlacionador e aquisição de dados) e testes operacionais em campo, nas condições reais de funcionamento, mostrando a viabilidade da construção do BDA na sua versão final, com 38 antenas.

As aplicações científicas da versão final do BDA são diversas e foram apresentadas em detalhes em [Sawant et al. \(2005\)](#). Contudo, apesar das limitações em sensibilidade e resolução, é possível realizar observações de interesse astrofísico com o BDA na sua forma atual. Algumas destas aplicações são:

- Estudos da contrapartida em rádio (1,2 a 1,7 GHz) das estruturas solares de grande escala observadas em outras bandas do espectro eletromagnético, a partir da comparação dos perfis unidimensionais do Sol,
- Estudos de variabilidade temporal das estruturas de grande escala observadas nos perfis unidimensionais do Sol obtidos com o BDA através de observações solares no modo rastreo, cuja calibração é feita com observação de satélites do GPS (“Global Positioning System”) em 1575,42 MHz,

- Produção de mapas sinódicos do Sol em uma dimensão a partir do seu monitoramento ao longo de uma rotação de Carrington completa.

4 OBSERVAÇÕES SOLARES COM ALTA RESOLUÇÃO ESPACIAL

Observações solares inéditas com resolução espacial de até 20" em frequências de ondas métricas e decimétricas foram realizadas com o GMRT operando na frequência 157 MHz nos dias 03 e 04 de Junho e 10 e 12 de Dezembro de 2005, e no modo de frequência dupla (244/614 MHz) nos dias 26 de Novembro e 17 de Dezembro de 2005.

Este capítulo é dedicado a apresentar em detalhes a metodologia empregada na realização das observações, bem como na redução dos dados obtidos em cada uma das sessões de observação, desde a determinação das soluções de calibração das visibilidades complexas até o refinamento dos mapas, através do processo denominado auto-calibração. A redução dos dados obtidos nestas observações foi feita utilizando o programa computacional "Astronomical Image Processing System" (AIPS) (FOMALONT, 1981), desenvolvido pelo "National Radio Astronomy Observatory"(NRAO). Uma descrição detalhada do processo de redução dos dados no AIPS é apresentada no apêndice A.

4.1 Metodologia empregada nas observações

Conforme descrito no Capítulo 3, o GMRT é um instrumento versátil, oferecendo ao usuário uma grande diversidade de configurações, ajustadas de acordo com os objetivos científicos das observações. Devido a esta versatilidade, é possível utilizar o instrumento para fazer observações de vários tipos distintos de fontes de interesse astrofísico, com fluxos que podem ser tão baixos quanto alguns μJy , em observações de pulsares, ou tão intensos quanto dezenas ou centenas de Unidades de Fluxo Solar (UFS)¹, em observações de atividade solar (NCRA, 2006).

Observações solares normalmente requerem alta resolução temporal (da ordem de segundos, ou menor) e uma faixa dinâmica ampla o suficiente para acomodar as variações de fluxo que ocorrem durante uma explosão e que podem ultrapassar três ordens de grandeza. Em todas as observações solares realizadas com o GMRT, é comum ajustar os atenuadores para que o sinal de cada antena seja reduzido por um fator equivalente a 30 dB, mas em casos extremos, a atenuação pode ser ajustada para 44 dB.

O processo de alocação de tempo do GMRT é descrito em detalhes no apêndice B.

¹1 UFS = $10^4 \text{ Jy} = 10^{-22} \text{ Wm}^{-2}\text{Hz}^{-1}$

As observações realizadas nos dias 03 e 04 de Junho de 2005 – descritas a seguir – foram alocadas em uma janela de tempo ocioso do telescópio. Após a obtenção de imagens com alta faixa dinâmica² ($\gtrsim 70$) e a detecção de um Buraco Coronal a partir dos dados destas observações (como descrito no Capítulo 5), foi elaborado um pedido de tempo para o 9^o ciclo observacional do GTAC (GMRT Time Allocation Committee, apêndice B), cujo objetivo era a utilização do GMRT nas frequências 157 e 244 MHz para a observação de estruturas do Sol calmo, sobretudo buracos coronais, pois naquele período a atividade solar aproximava-se do mínimo, quando a ocorrência dos buracos coronais torna-se mais frequente.

A proposta, intitulada “Quiet Sun mapping: Tracing coronal features with GMRT”, foi aprovada, com a alocação das 36 horas solicitadas para as observações, distribuídas entre os dias 26 de Novembro e 10, 12 e 17 de Dezembro de 2005, no intervalo das 08 às 17 horas, horário local. As particularidades de configuração do telescópio e do processo de redução dos dados obtidos em cada grupo de observações, separados por data e frequência de operação, são descritas a seguir.

Todas as observações foram realizadas no modo “Polar-indiano” do correlacionador. Este modo foi escolhido por permitir a obtenção dos parâmetros de Stokes I ($RR + LL$) e V ($RR - LL$), que descrevem respectivamente a intensidade total de radiação emitida pela fonte e a intensidade da polarização circular da radiação, permitindo ainda a metade da capacidade espectral do GMRT, suficiente para os objetivos científicos destas observações.

4.1.1 Observações de 157 MHz em 03 e 04 de Junho de 2005

As observações foram realizadas das 08:06 UT às 11:52 UT no dia 03 de Junho de 2005, e das 07:21 UT às 11:30 UT no dia 04 de Junho de 2005. A frequência de observação foi ajustada para 157 MHz, e a largura de banda disponível neste dia era de 6 MHz³. Dos 128 canais do correlacionador do GMRT, foram registrados os dados de 13 canais com um intervalo de 10 canais entre aqueles dos quais os dados foram registrados, para que não fosse gerado um grande volume de dados, conforme discutido a seguir.

²A faixa dinâmica em um mapa é definida como a razão entre a intensidade máxima e o nível do ruído rms do mapa.

³A largura de banda dos receptores do GMRT em 157 MHz é normalmente 8 MHz, mas este valor está sujeito às condições de RFI, podendo ser alterado para minimizar a contaminação dos dados das observações.

O objetivo principal destas observações era a produção de um mapa de todo o Sol utilizando a técnica de síntese por rotação, na qual todos os dados de visibilidades complexas obtidos ao longo do período das observações são combinados a fim de produzir uma única imagem, de forma que a rotação da Terra é utilizada para que seja obtida uma amostragem mais completa do plano uv . Por isso, o tempo de integração foi mantido com o valor padrão de 16,9 segundos, utilizado na maioria das observações com o GMRT no modo interferométrico. Para possibilitar a análise de eventuais explosões solares durante as observações, uma aquisição paralela dos dados foi realizada com tempo de integração de 2 segundos. O procedimento de aquisição dos dados em intervalos de 10 canais ao longo da banda foi adotado para manter o volume de dados abaixo de ~ 1 GB, mesmo com o tempo de integração de 2 segundos.

As fontes calibradoras primárias (de fluxo) 3C48 e 3C147 foram observadas respectivamente no início e no final das observações no dia 03 de Junho de 2005, enquanto apenas 3C48 foi observada como calibradora primária no início das observações em 04 de Junho de 2005. Estas fontes são normalmente utilizadas como calibradores de fluxo em interferometria por apresentarem fluxos altos (da ordem de dezenas de Janskys) e aproximadamente constantes no tempo.

As observações foram realizadas de acordo com a sequência apresentada na Figura 4.1, normalmente adotada em observações interferométricas e nas quais a fonte calibradora secundária (de fase) e a fonte alvo são observadas em ciclos.

A denominação de *primária* e *secundária* para as fontes calibradoras não é precisa e é utilizada para diferenciar os calibradores utilizados para estabelecer uma escala absoluta de fluxo (primários) dos calibradores secundários, utilizados para calibrar as amplitudes e fases de acordo com o comportamento do sistema durante as observações. Por este motivo, é altamente recomendável que os calibradores secundários estejam a uma distância máxima de cerca de 20° da fonte alvo, sem restrições quanto ao fluxo. Os calibradores primários, por outro lado, devem ter um fluxo superior a cerca de 10 Jy, mas não é necessário que estejam próximos à fonte alvo.

A fonte 0521+166 foi utilizada como calibrador de fase (secundário) e foi selecionada através do uso da ferramenta “VLA Calibrator Search”– VLACS – (VLA, 2003c), descrita em detalhes no Apêndice C. Em cada ciclo de aproximadamente 30 minutos, a fonte calibradora secundária foi observada durante cerca de 5 minutos, enquanto

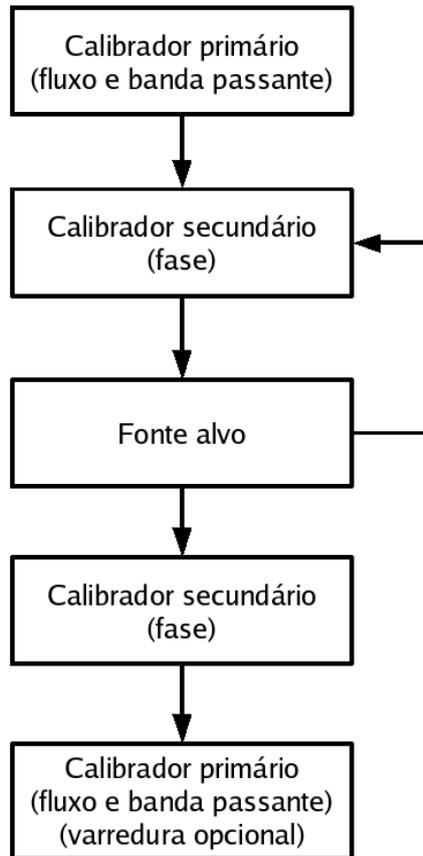


Figura 4.1 - Fluxograma mostrando a seqüência normalmente adotada para as varreduras em observações interferométricas. Os ciclos de varreduras da fonte alvo e do calibrador secundário são repetidos até o final das observações.

o Sol foi observado por aproximadamente 20 minutos, e o tempo restante foi gasto com o posicionamento das antenas e inicialização das varreduras.

O sinal das fontes calibradoras foi atenuado em 14 dB, enquanto o sinal do Sol foi atenuado em 30 dB. A diferença de atenuação é devida à grande diferença de fluxo entre os sinais do Sol e das demais fontes, e é necessária para garantir que os sinais processados pelo receptor tenham o nível adequado ao funcionamento do correlacionador.

Apesar da utilização dos atenuadores solares, o sistema do GMRT precisaria passar por modificações para que fosse possível a calibração do fluxo em observações solares. Bastian (1989) descreveu em detalhes as diferenças entre observações de fontes astrofísicas “fracas” (a temperatura de antena é muito menor do que a temperatura

do sistema) e observações do Sol (a temperatura do sistema é dominada pela temperatura de antena), apresentando em detalhes as modificações feitas no “Very Large Array” (VLA) para possibilitar a calibração completa das visibilidades e a estabilidade do sistema em observações solares. Como um sistema desse tipo ainda não foi implantado no GMRT para permitir a calibração do fluxo solar, os arquivos de dados no formato FITS-IDI (“Flexible Image Transport System – Interferometric Data Interchange” – [Flatters \(2000\)](#)) foram gerados com as amplitudes das visibilidades normalizadas com relação às auto-correlações em cada uma das antenas, e não foi possível estabelecer uma calibração absoluta em fluxo a partir destas observações.

O formato original dos dados do GMRT é chamado “Long Term Accumulation” (LTA) e foi desenvolvido pelos técnicos do observatório. Por outro lado, o formato FITS-IDI é uma extensão do formato FITS ([WELLS et al., 1981](#)), criado para padronizar o formato em que são escritos os dados provenientes de diferentes interferômetros. Este formato foi utilizado para viabilizar a leitura dos dados do GMRT pelo AIPS.

4.1.2 Observações de 244/614 MHz em 26 de Novembro e 17 de Dezembro de 2005

As observações foram realizadas das 05:13 UT às 11:24 UT no dia 26 de Novembro de 2005, e das 2:53 UT às 11:40 UT no dia 17 de Dezembro de 2005. A frequência central foi ajustada para 614 MHz na polarização RR (produto entre as saídas RCP – “Right-handed Circular Polarization” em cada par de antenas) e para 244 MHz na polarização LL (produto entre as saídas LCP – “Left-handed Circular Polarization” em cada par de antenas). Ao contrário das observações de Junho de 2005 (seção [4.1.1](#)), o registro dos dados foi feito do canal 20 ao canal 40 dos 128 canais disponíveis ao longo da banda de 16 MHz.

A decisão de registrar os dados em canais adjacentes deve-se à constatação, em observações anteriores, de que a visualização de canais adjacentes facilita a identificação de canais afetados por RFI. A escolha dos canais 20 a 40, por outro lado, foi feita com base na análise do espectro da banda passante no início das observações, de onde se concluiu que esta era a região da banda menos afetada por RFI.

Assim como nas observações anteriores (seção [4.1.1](#)), foram feitas duas aquisições simultâneas com tempos de integração diferentes. O tempo de integração padrão de 16,9 s do GMRT foi mantido em um dos arquivos de dados, enquanto as amostras

foram registradas a cada 0,528 s em outro arquivo de dados. Este tempo de integração foi escolhido para fornecer resolução temporal suficiente para permitir a observação de fenômenos transientes solares, caso ocorressem durante as observações.

Devido ao tempo de integração de 0,528 s, as observações foram realizadas com os ALCs desligados, pois sua constante de tempo é de 2 s. No entanto, para garantir uma alimentação uniforme do correlacionador, foi utilizada uma rotina computacional do GMRT para equalizar a potência do sinal proveniente de todas as antenas na entrada do correlacionador. Este procedimento foi realizado a partir de observações da fonte 3C286, que não é resolvida pelas linhas de base do GMRT nestas frequências.

As observações tiveram início após a equalização de potência e foram realizadas com os atenuadores ajustados para 0 dB em 614 MHz e 14 dB em 244 MHz para as fontes calibradoras e 30 dB em ambas as frequências para o Sol. A fonte 3C286 foi utilizada como calibrador primário, enquanto 3C298 e 1822-096 foram utilizadas como calibradores secundários (apenas 1822-096 foi utilizada como calibrador secundário no dia 17 de Dezembro), tendo sido selecionadas usando a VLACS. Devido à ocorrência de uma explosão solar B8.9 na classificação do “Geostationary Operational Environmental Satellites” (GOES) (ACHUTUNI; MENZEL, 1999; LUDWIG; JOHNSON, 1981), com pico às 07:05 UT na curva de luz em Raios-X moles do GOES, os atenuadores foram ajustados através do sistema de controle do GMRT para 44 dB em 244 MHz durante as observações de 26 de Novembro de 2005, no intervalo entre 07:01 UT e 08:46 UT, sendo ajustados novamente para 30 dB após o decaimento do evento.

4.1.3 Observações de 157 MHz em 10 e 12 de Dezembro de 2005

As observações foram realizadas das 03:43 UT às 11:49 UT no dia 10 de Dezembro de 2005, e das 03:06 UT às 11:35 UT no dia 12 de Dezembro de 2005. A frequência central foi ajustada para 157 MHz, e os dados foram registrados do canal 20 ao canal 40 dos 128 canais disponíveis ao longo da banda de 8 MHz.

Da mesma forma como nas observações em 244/614 MHz, os dados foram registrados em canais adjacentes para possibilitar a identificação de RFI, e os canais de 20 a 40 foram escolhidos por serem os menos afetados por interferência ao longo da banda. O tempo de integração foi igualmente ajustado para 16,9 e 0,528 s, possibilitando tanto o imageamento de estruturas do Sol calmo quanto o monitoramento de fenômenos transientes solares.

Os ALCs foram mantidos desligados, portanto, a equalização de potência foi novamente realizada com base nas observações de 3C286, posteriormente utilizada como calibrador primário, enquanto a fonte 1822-096 foi utilizada como calibrador secundário, também selecionada usando a VLACS.

Os níveis de atenuação foram ajustados para 14 dB nas varreduras das fontes calibradoras e para 30 dB nas varreduras do Sol. Não foram registrados fenômenos transientes durante as observações, então não houve mudança de atenuação ao longo das varreduras do Sol.

Um resumo dos principais parâmetros das observações realizadas com o GMRT neste trabalho é apresentado na Tabela 4.1.

Tabela 4.1 - Principais parâmetros das observações com o GMRT

Data	Horário (UT)		Frequência (MHz)	Banda (MHz)	Integração (s)
	Inicial	Final			
03/06/2005	08:06	11:52	157	6	16,9 / 2
04/06/2005	07:21	11:30	157	6	16,9 / 2
26/11/2005	05:13	11:24	244 / 614	16	16,9 / 0,528
10/12/2005	03:43	11:49	157	8	16,9 / 0,528
12/12/2005	03:06	11:35	157	8	16,9 / 0,528
17/12/2005	02:53	11:40	244 / 614	16	16,9 / 0,528

4.2 Redução de dados

A redução dos dados no formato FITS-IDI foi realizada utilizando o AIPS. O processo de redução de dados interferométricos pode ser descrito como composto por 3 etapas distintas: edição dos dados, calibração e imageamento – complementadas pelas operações de preparação dos dados e auto-calibração, a última podendo ser considerada parte da etapa de imageamento. As tarefas do AIPS utilizadas em cada uma das etapas da redução são apresentadas em detalhes no Apêndice A. Os detalhes do processo de redução de dados, por outro lado, são descritos a seguir, e um fluxograma deste processo é apresentado na Figura 4.2.

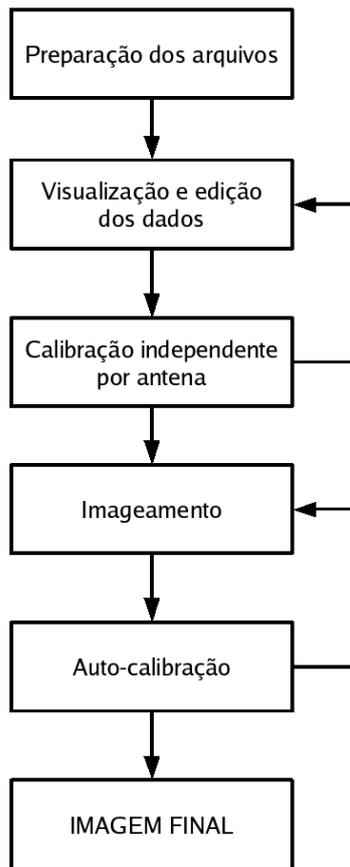


Figura 4.2 - Fluxograma mostrando as etapas do processo de redução de dados interferométricos. Note que os processos de edição de dados e calibração, assim como os processos de imageamento e auto-calibração, são realizados de forma iterativa até que resultados satisfatórios sejam alcançados.

4.2.1 Edição

A etapa de edição dos dados consiste em identificar as amostras do conjunto de dados que foram afetadas por falhas no sistema (como variações de ganho em amplitude ou fase) ou por fatores externos (como RFI e más condições climáticas, por exemplo), e que contribuem de forma prejudicial para o processo de calibração.

O conhecimento sobre as fontes calibradoras é muito importante nesta etapa, pois as amostras afetadas pelos problemas mencionados são identificadas com base no conhecimento sobre a resposta do interferômetro para as fontes calibradoras utilizadas. Estas fontes são normalmente pontuais (ou seja, possuem dimensões angulares menores do que as dimensões do feixe sintetizado) de forma que a resposta do inter-

ferômetro deve ser constante em amplitude (proporcional ao fluxo da fonte) e fase (proporcional à distância angular entre as posições da fonte e do centro de fase).

A calibração através da utilização de fontes não-puntuais também é possível. Neste caso, um modelo da fonte é utilizado, possibilitando a modelagem da resposta do interferômetro, que é então utilizada para a calibração. Nas observações com o GMRT, há diversas fontes que são normalmente utilizadas como calibradoras, mas que são resolvidas pelas maiores linhas de base. Neste caso, basta utilizar para a calibração apenas as linhas de base em que a fonte é não-resolvida e a resposta do interferômetro é a mesma de uma fonte puntual. Como será discutido adiante neste capítulo, este era o caso de apenas uma das fontes calibradoras observadas durante todos os dias de observações com o GMRT.

A análise simultânea dos dados das diferentes linhas de base do arranjo é importante na identificação das amostras que se desviam do conjunto de dados, considerando a resposta esperada para as fontes calibradoras. Os desvios normalmente observados são variações abruptas de fase ou amplitude, cujas origens mais prováveis são falhas no funcionamento do sistema e RFI.

Através da comparação entre as linhas de base é possível identificar antenas ou linhas de base com mal funcionamento (resposta aproximadamente nula, ou ordens de grandeza maior do que nas outras), intervalos de tempo em que houve falhas no sistema e canais espectrais afetados por RFI ou que apresentem falhas no funcionamento. Os dados cuja qualidade foi afetada por estes efeitos são espúrios e devem ser removidos do conjunto antes da calibração.

A edição e calibração dos dados constituem um processo iterativo, pois pode haver amostras no conjunto de dados cujos problemas são mais fáceis de identificar após a obtenção e aplicação da calibração. Após a re-edição dos dados, é recomendável refazer também a calibração.

A seguir é apresentada uma lista das principais operações de edição de dados em cada uma das sessões observacionais realizadas no GMRT. As operações consideradas como principais são a remoção parcial ou completa de antenas do arranjo, ou de todos os dados adquiridos em um certo intervalo de tempo.

- 03 de Junho de 2005

- Antenas completamente removidas por mal funcionamento: C00, C02, C03, C08, C10 e S03.
 - Antena parcialmente removida por mal funcionamento: E05, no intervalo 10:25:33 UT - 11:52:35 UT.
 - Intervalo de tempo removido devido a interferência: 11:30:54 UT - 11:35:24 UT.
- 04 de Junho de 2005
 - Antena completamente removida por mal funcionamento: C00.
 - Antenas parcialmente removidas por mal funcionamento: C08, no intervalo de tempo 07:22:02 UT - 08:57:14 UT; C10, no intervalo de tempo 07:22:02 UT - 09:28:30 UT.
 - Intervalo de tempo removido devido a interferência: 08:46:32 UT - 08:50:12 UT.
- 26 de Novembro de 2005
 - Antenas completamente removidas por mal funcionamento: C09, C11 e S02.
 - Antenas parcialmente removidas por mal funcionamento: C04, no intervalo 08:48:13 UT - 08:52:27 UT; E03, no intervalo 05:22:53 UT - 05:43:10 UT; S04, no intervalo 08:48:13 UT - 08:58:39 UT.
- 10 de Dezembro de 2005
 - Intervalo de tempo removido devido a interferência: 08:26:01 UT - 08:30:06 UT.
- 12 de Dezembro de 2005
 - Antena completamente removida por mal funcionamento: E03
 - Antenas parcialmente removidas por mal funcionamento: C04, no intervalo 03:07:09 UT - 03:09:24 UT; C12, no intervalo 03:07:09 UT - 03:16:10 UT.
 - Intervalo de tempo removido devido a interferência: 09:22:37 UT - 09:24:35 UT.

- 17 de Dezembro de 2005
 - Antenas completamente removidas por mal funcionamento: E02, E03 e S02.
 - Antenas parcialmente removidas por mal funcionamento: S04, nos intervalos 03:15:42 UT - 03:17:07 UT, 05:12:19 UT - 06:09:29 UT, 07:17:22 UT - 07:19:04 UT e 11:05:48 UT - 11:09:11 UT; S06, nos intervalos 03:15:42 UT - 03:17:07 UT, 07:17:22 UT - 07:19:04 UT e 11:05:48 UT - 11:09:11 UT; W05, nos intervalos 03:15:42 UT - 03:17:07 UT e 11:05:48 UT - 11:09:11 UT.
 - Intervalo de tempo removido devido a interferência: 06:48:55 UT - 06:52:35 UT.

4.2.2 Calibração

A calibração de dados interferométricos é discutida em detalhes no Capítulo 6. De forma geral, as visibilidades complexas, \tilde{V}_{ij} , medidas por um par de antenas ij , podem ser descritas através da equação (FOMALONT; PERLEY, 1999):

$$\tilde{V}_{ij}(t) = \mathcal{G}_{ij}(t)V_{ij}(t) + \epsilon_{ij}(t) + \eta_{ij}(t) \quad (4.1)$$

em que,

t é o tempo durante as observações,

$\mathcal{G}_{ij}(t)$ é o ganho complexo na linha de base ij ,

$\tilde{V}_{ij}(t)$ são as visibilidades complexas observadas, em função do tempo,

$V_{ij}(t)$ são as visibilidades complexas verdadeiras, também em função do tempo,

$\epsilon_{ij}(t)$ é uma componente de deslocamento complexo⁴ na linha de base ij , e

$\eta_{ij}(t)$ é o ruído complexo associado à medida.

⁴Este termo está normalmente associado a erros sistemáticos cujo efeito é inserir valores constantes em amplitude e fase nas visibilidades complexas.

A calibração dos dados de um interferômetro consiste em determinar o valor de \mathcal{G}_{ij} a partir das visibilidades medidas em cada par de antenas, possibilitando a determinação de V_{ij} . O valor de \mathcal{G}_{ij} depende dos ganhos independentes em cada antena, $g_i(t)$ e de um ganho residual associado a cada linha de base, $g_{ij}(t)$ (FOMALONT; PERLEY, 1999), podendo ser representado por:

$$\mathcal{G}_{ij}(t) = g_i(t)g_j^*(t)g_{ij}(t) = a_i(t)a_j(t)a_{ij}(t)e^{i(\phi_i(t)-\phi_j(t)+\phi_{ij}(t))} \quad (4.2)$$

em que,

$a_i(t)$ é o ganho em amplitude independente na antena i , e

$\phi_i(t)$ é o ganho em fase independente na antena i .

Utilizando uma fonte calibradora puntual com densidade de fluxo S Jy, a visibilidade verdadeira se torna $V_{ij} = S$. Note que neste caso, a visibilidade tem apenas parte real, pois a posição da fonte coincide com a direção do centro de fase, implicando valor zero para a fase.

A equação de calibração (equação 4.1) é normalmente resolvida através do método de mínimos quadrados (discutido, por exemplo, por Bevington e Robinson (1992), onde as soluções são obtidas separadamente para amplitudes e fases. As fases podem ser resolvidas diretamente através de um método linear, e uma discussão detalhada sobre um método para a solução é apresentada no Capítulo 6. No caso das amplitudes, é necessário linearizar a equação (por exemplo utilizando a função $\log(x)$) antes de utilizar o método de mínimos quadrados.

O intervalo de solução é o intervalo de tempo em que é tomada a média dos dados para a determinação de cada uma das soluções de calibração durante o período das observações. Este intervalo deve ser determinado a partir da análise dos dados antes da calibração, observando as escalas de tempo de variação de ganho do telescópio durante as observações. Intervalos de solução muito menores de que as escalas de tempo de variação observadas implicam um gasto desnecessário de recursos computacionais, enquanto intervalos de solução maiores do que as escalas de tempo de variação podem degradar as soluções de calibração, implicando uma má calibração dos dados.

As soluções de calibração são obtidas a partir das observações das fontes calibradoras nas linhas de base em que tais fontes não são resolvidas pelo feixe sintetizado do arranjo. As visibilidades da fonte alvo são calibradas através da interpolação das soluções de calibração determinadas para as varreduras das fontes calibradoras adjacentes a cada varredura da fonte alvo. A sequência padrão das observações interferométricas esquematizada na Figura 4.1 deve-se a este esquema de calibração.

As fontes utilizadas como calibradores nas observações deste trabalho não são resolvidas por nenhuma das linhas de base do GMRT, exceto a fonte 3C298 em 614 MHz, que é resolvida pelas linhas de base com comprimento maior que 20 k λ . Assim, a calibração foi realizada utilizando todas as linhas de base do arranjo, exceto no caso de 3C298 em 614 MHz, para cuja calibração foram utilizados apenas os dados amostrados pelas linhas de base com comprimento menor que 20 k λ . As soluções de calibração para as fases são relativas, pois o parâmetro relevante em dados interferométricos é a diferença de fase entre as antenas. Assim, as fases são computadas com relação a uma antena de referência. Através da comparação entre os dados em todas as linhas de base, é possível identificar a antena que apresenta maior estabilidade de fase (menor taxa de variação) ao longo de uma observação, que é normalmente escolhida como referência de fase para a calibração.

Os parâmetros utilizados na calibração dos dados deste trabalho provenientes das observações com o GMRT são apresentados na Tabela 4.2, a seguir, na qual são utilizados os acrônimos solint e refant para fazer menção ao intervalo de solução e à antena de referência, respectivamente. As Figuras 4.3 e 4.4 mostram o resultado da calibração em fase e amplitude dos dados das observações de 26 de Novembro de 2005.

Tabela 4.2 - Parâmetros da redução dos dados do GMRT.

Data	Calibradores	solint (min)	refant
03/06/2005	3C48 / 3C147 / 0521+166	0,5 / 0,5 / 1	17
04/06/2005	3C48 / 0521+166	0,5 / 1	17
26/11/2005	3C286 / 3C298	0,2 / 0,2	10
10/12/2005	3C286 / 1822-096	0,5 / 1	17
12/12/2005	3C286 / 1822-096	0,5 / 1	17
17/12/2005	3C286 / 1822-096	0,5 / 1	10

Os gráficos das amplitudes e fases das visibilidades complexas apresentados nas Figuras 4.3 e 4.4 indicam uma boa calibração dos dados das fontes calibradoras, uma vez que foi possível, através da calibração aplicada, obter os fluxos das fontes 3C286 (28,15 Jy em 244 MHz) e 3C298 (41,31 Jy em 244 MHz), e reduzir a média das fases de ambas as fontes a zero. Desvios elevados com relação a estes valores são observados em algumas distâncias uv (por exemplo ~ 7 e 13 k λ nos dados de 3C286 e ~ 4 k λ nos dados de 3C298). Os dados correspondentes a estes desvios deveriam ser removidos caso o objetivo das observações fosse o imageamento das fontes calibradoras com alta faixa dinâmica. No entanto, como estas fontes são utilizadas aqui apenas como calibradoras e as soluções de calibração são obtidas através da média de grupos de aproximadamente 20 amostras das visibilidades das fontes calibradoras, o efeito destes dados espúrios sobre a faixa dinâmica dos mapas solares é desprezível.

Apesar de não se obter uma calibração absoluta em amplitude para os dados solares, conforme mencionado anteriormente, é importante garantir que os ganhos de calibração obtidos são satisfatórios para a obtenção dos fluxos das fontes calibradoras. Isto é uma indicação de que estes ganhos reproduzem de forma adequada o comportamento do telescópio, podendo, pois, ser aplicados aos dados solares, apesar da arbitrariedade da escala de fluxo, neste último caso.

4.2.3 Imageamento

A etapa de imageamento consiste inicialmente na realização de operações de ordenação e interpolação das visibilidades (THOMPSON; BRACEWELL, 1974) para que seja possível resolver as equações 2.25, 2.26 e 2.27 através da aplicação de um algoritmo de FFT. As imagens podem ser obtidas a partir de todas as distâncias uv que compõem o conjunto de dados em todos os instantes de observação, bem como a partir de quaisquer subconjuntos destes.

Por exemplo, podem ser obtidas imagens a cada instante de observação (imagens instantâneas ou “snapshots”) ou limitadas a qualquer subconjunto do intervalo de tempo total das observações. Por outro lado, também podem ser obtidas imagens de qualquer subconjunto da cobertura uv do arranjo durante as observações.

Após a realização da FFT e conseqüente obtenção da imagem suja, aplica-se um método de deconvolução para remover os efeitos de replicação provocados pela amostragem incompleta das visibilidades, conforme discutido no Capítulo 2, onde também

se afirma que o método mais utilizado é o CLEAN e suas variantes, por exemplo (STEER *et al.*, 1984) e (WAKKER; SCHWARZ, 1988). A implementação do CLEAN utilizada para produzir os mapas apresentados neste trabalho é a principal disponível no AIPS, referente ao algoritmo de Schwab (1984).

No processo de auto-calibração, cada imagem obtida é utilizada como modelo para melhorar a precisão da calibração em fase, o que aumenta a precisão da posição das fontes nas imagens. O refinamento da posição é alcançado através da utilização das visibilidades associadas à imagem modelo como referência de fase. O processo é iterativo, de modo que um modelo (uma imagem) com maior precisão em posição leva a melhores soluções de calibração, implicando uma imagem onde a precisão em posição é ainda maior do que na primeira.

A auto-calibração fornece ainda uma melhor resposta do sistema em fluxo, já que maior precisão na posição das fontes implica uma determinação mais precisa da distribuição de brilho observada, associada a uma melhor resposta do sistema em amplitude. O processo é normalmente interrompido quando o aumento do fluxo das componentes principais da imagem resultante de uma iteração de auto-calibração é menor do que o nível de ruído nas imagens.

O método de imageamento por síntese de rotação foi aplicado para a obtenção de todos os mapas resultantes das observações deste trabalho realizadas com o GMRT, exceto no caso de 26 de Novembro de 2005, quando foi necessário fazer imagens do tipo “snapshot” devido à ocorrência de uma explosão solar, já que a comparação entre diversas imagens sequenciais é interessante para o estudo deste tipo de evento, permitindo a determinação da localização da sua principal fonte de emissão, assim como o estudo da dinâmica desta fonte.

O método de auto-calibração implementado no AIPS foi aplicado a todas as imagens obtidas através de síntese de rotação, sendo responsável por um aumento da faixa dinâmica dos mapas correspondente a um fator maior ou da ordem de 2.

No caso dos dados de 26 de Novembro de 2005, foram obtidas imagens a cada segundo, utilizando os dados com resolução temporal de 0,528 s. Estas imagens foram reunidas em um cubo, a partir do qual foi obtida a curva de luz associada à explosão observada, conforme descrito no Capítulo 5. O método de auto-calibração não foi aplicado a estas imagens pois não é esperada uma melhora significativa em

imagens do tipo “snapshot” através da sua aplicação.

As imagens produzidas a partir das observações com o GMRT são apresentadas no Capítulo 5, juntamente com os resultados obtidos da análise destas imagens e uma discussão a respeito destes resultados.

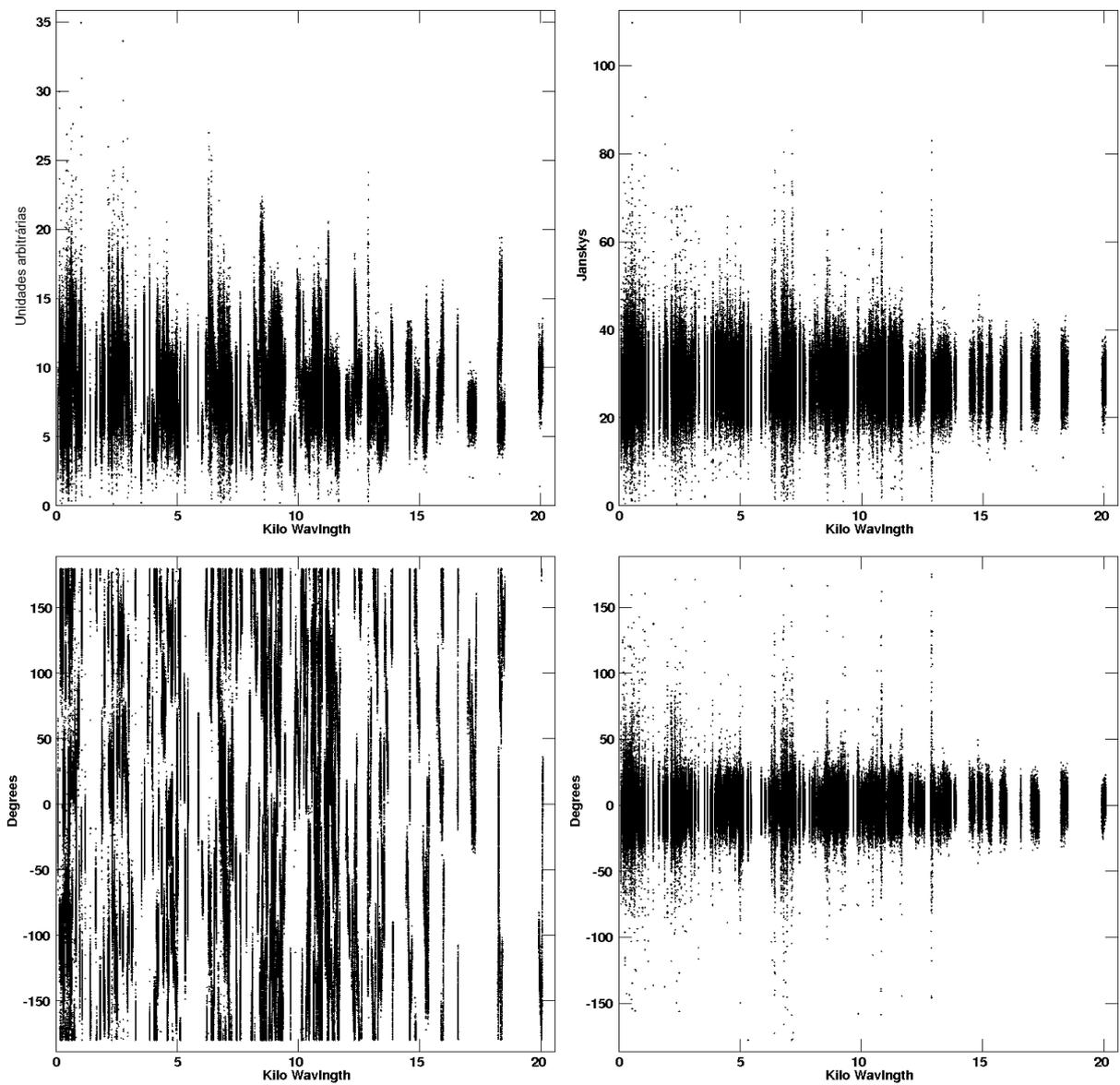


Figura 4.3 - Resultados de calibração dos dados da fonte 3C286 em observações com o GMRT em 26/11/2005. As figuras representam as amplitudes e fases das visibilidades como função da distância uv . (Acima, à esquerda) Amplitude das visibilidades antes da calibração; (Acima, à direita) Amplitudes das visibilidades após a calibração; (Abaixo, à esquerda) Fases das visibilidades antes da calibração; (Abaixo, à direita) Fases das visibilidades após a calibração.

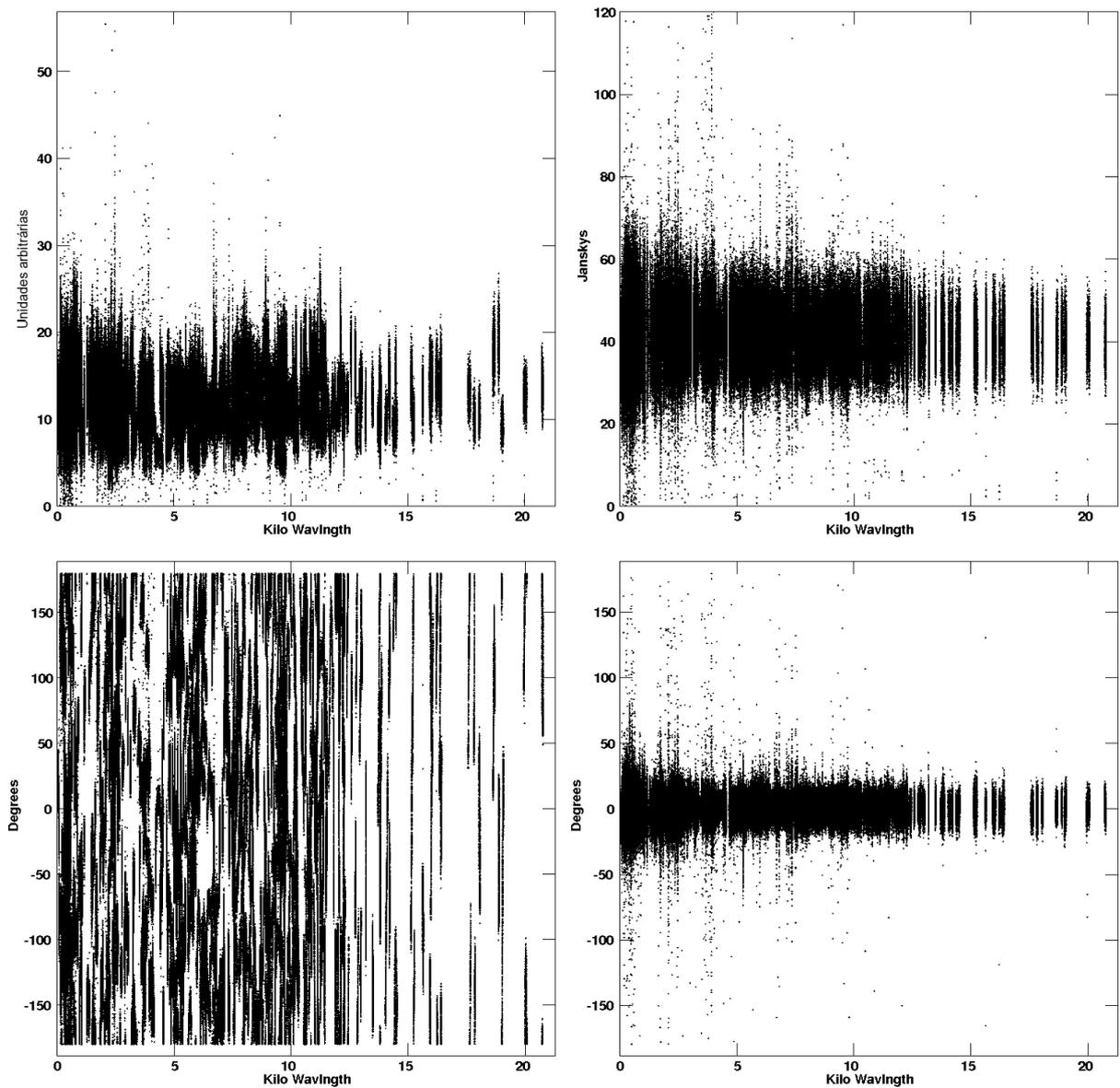


Figura 4.4 - Resultados de calibração dos dados da fonte 3C298 em observações com o GMRT em 26/11/2005. As figuras representam as amplitudes e fases das visibilidades como função da distância uv . (Acima, à esquerda) Amplitude das visibilidades antes da calibração; (Acima, à direita) Amplitudes das visibilidades após a calibração; (Abaixo, à esquerda) Fases das visibilidades antes da calibração; (Abaixo, à direita) Fases das visibilidades após a calibração.

5 RESULTADOS DAS OBSERVAÇÕES SOLARES COM ALTA RESOLUÇÃO ESPACIAL

Este capítulo é destinado a apresentar os resultados obtidos a partir das observações solares realizadas com o GMRT nos dias 03 e 04 de Junho, 26 de Novembro e 10, 12 e 17 de Dezembro de 2005. Os principais resultados apresentados são provenientes das observações da contrapartida em rádio (157 MHz) de um Buraco Coronal (“Coronal Hole” - CH) localizado no Hemisfério Norte Solar nos dias 03 e 04 de Junho de 2005, e também das observações da contrapartida em rádio (244 e 611 MHz) da explosão Solar que ocorreu por volta das 07:00 UT (com pico em Raios-X Moles registrado às 07:05 UT) do dia 26 de Novembro de 2005.

Como o objetivo é realizar um estudo multi-espectral dos fenômenos, visando a sua melhor caracterização, foi feito um levantamento dos dados de imageamento e curvas de luz disponíveis em diferentes faixas do espectro eletromagnético, o que possibilitou a amostragem, através de imagens da emissão rádio em 115 MHz do “Gauribidanur Radio Heliograph” (GRH) (RAMESH *et al.*, 1998; RAMESH *et al.*, 2006) e 157, 244 e 611 MHz do GMRT, em Ultra Violeta Extremo (UVE – 195 Å) do “Extreme ultra-violet Imaging Telescope” (EIT) (DELABOUDINIERE *et al.*, 1995) e Raios-X Moles (RXM – 6 – 65 Å), do “Solar X-Ray Imager” (SXI) a bordo do satélite GOES-12 (HILL *et al.*, 2005; PIZZO *et al.*, 2005).

5.1 O Buraco Coronal observado em 04/06/2005

Os resultados apresentados a seguir foram obtidos através da comparação entre os mapas da distribuição de brilho do Sol de observações realizadas em 157 MHz com o GMRT, em 115 MHz com o GRH, na linha de emissão de 195 Å do Fe XII com o “Extreme ultra-violet Imaging Telescope”(DELABOUDINIERE *et al.*, 1995) a bordo do satélite “Solar and Heliospheric Observatory” (SoHO), e na banda 6 – 65 Å com o GOES-12/SXI.

5.1.1 Mapas solares do GMRT em 157 MHz

Os mapas do GMRT nos dias 03 e 04 de Junho de 2005, respectivamente nos intervalos 08:06 – 11:52 UT e 07:21 – 11:30 UT, foram obtidos a partir dos dados calibrados conforme descrito no Capítulo 4. Os mapas finais apresentados na Figura 5.1 têm 1024×1024 pixels, onde cada pixel corresponde a $3'',5$, e as dimensões do feixe são $60'',90 \times 57'',09$ e $63'',23 \times 52'',80$ (Ascensão Reta \times Declinação), respectivamente nos

dias 03 e 04 de Junho. A diferença entre as dimensões dos feixes deve-se às diferentes posições do Sol nos dois dias, implicando diferentes direções de referência de fase e com isso diferentes projeções das linhas de base no plano do céu. As faixas dinâmicas são aproximadamente 70:1 e 120:1, nos mapas dos dias 03 e 04, respectivamente. O círculo branco indica a posição e o diâmetro do disco Solar nos comprimentos de onda na faixa visível do espectro eletromagnético, e os números no mapa do dia 04 denotam as regiões de depressão na distribuição de brilho que são discutidas a seguir.

O mapa de 04/06 foi escolhido para o estudo do Buraco Coronal devido à maior faixa dinâmica em comparação ao mapa de 03/06. No entanto, é comum que mapas interferométricos apresentem estruturas espúrias (normalmente denominados artefatos) em decorrência da amostragem incompleta das visibilidades complexas e também das particularidades do método de deconvolução utilizado, conforme discutido no Capítulo 2. Assim, para garantir a credibilidade da depressão de brilho associada ao Buraco Coronal, foi feita uma comparação entre as 4 maiores estruturas com brilho menor do que o médio observadas sobre o disco solar. Outras estruturas não foram consideradas por sua área ser menor do que 3 % do disco solar, já que nesta análise o interesse é em estruturas de grande escala.

A depressão no brilho indicada com uma seta e identificada como região 1 na Figura 5.1 é o Buraco Coronal estudado, enquanto as regiões 2, 3 e 4 são artefatos devidos à cobertura incompleta do plano uv em baixas frequências espaciais, cujo gráfico no intervalo $[-300, 300]\lambda$ (onde λ é o comprimento de onda da radiação observada) é apresentado na Figura 5.2. A Tabela 5.1 apresenta uma comparação entre alguns parâmetros do mapa em cada uma das regiões e também em toda a região correspondente ao disco Solar visível. Os parâmetros comparados são o fluxo médio, mínimo e a densidade de fluxo (todos em unidades arbitrárias) e a área (em pixels).

Através da análise dos números da Tabela 5.1, verifica-se que a região 1 é a segunda maior depressão de brilho, e que o fluxo médio nesta região é aproximadamente 3 vezes menor do que o fluxo médio do disco Solar. Além disso, a região 1 é a única que não apresenta componentes negativas, o que reforça a afirmação de que esta região não é um artefato, estando associada a uma característica Física. Por outro lado, a região mais extensa (3, no limbo a Oeste) é também a que apresenta o valor mínimo (negativo) de toda a distribuição de brilho na região correspondente ao disco Solar. As regiões 2 e 4 também apresentam valores negativos, o que reduz a credibilidade

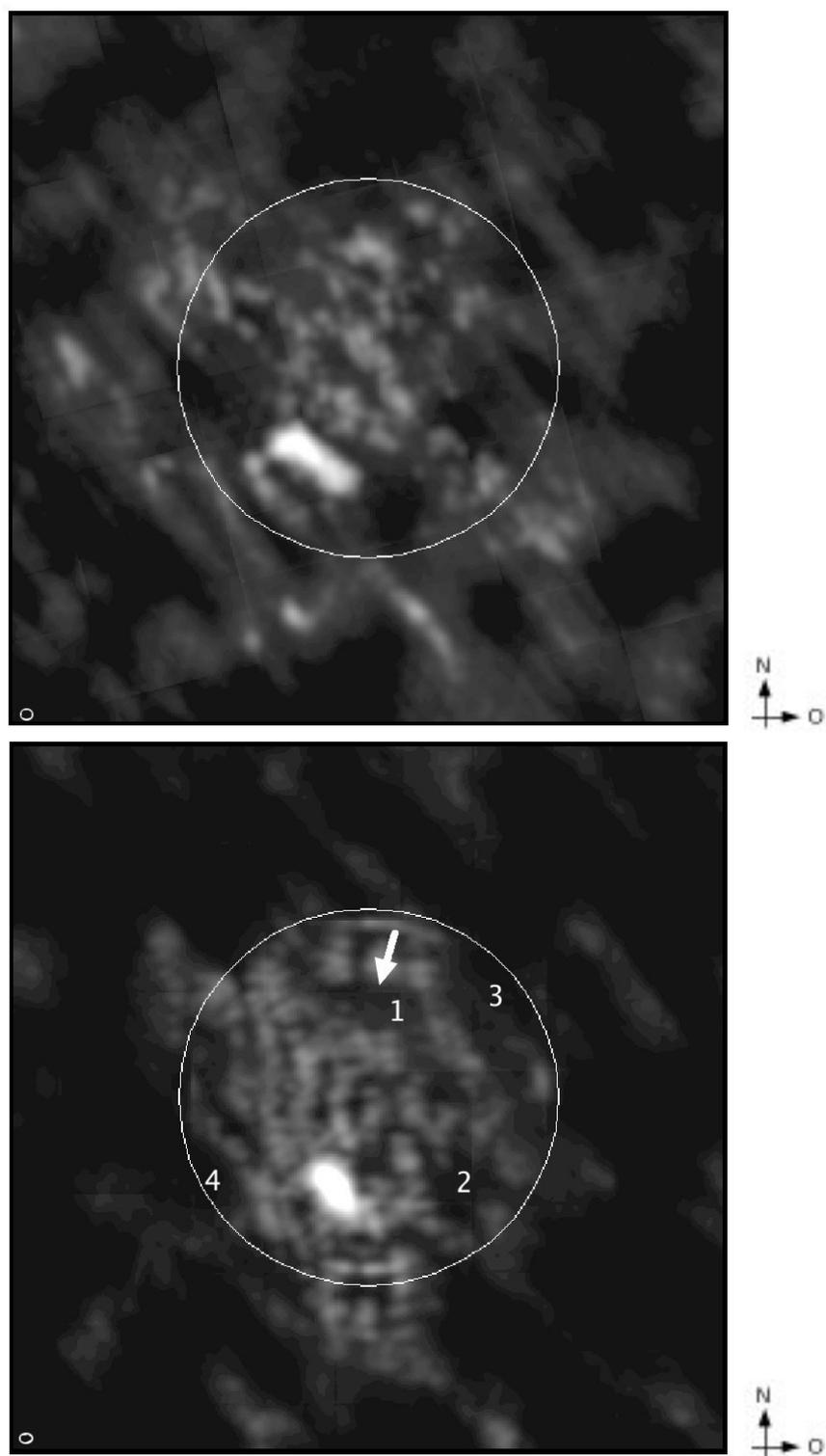


Figura 5.1 - Mapas do Sol em escala de tons de cinza obtidos com o GMRT em 157 MHz nos dias 03 (acima) e 04 (abaixo) de Junho de 2005, respectivamente nos intervalos 08:06 – 11:52 UT e 07:21 – 11:30UT. O círculo branco no centro das imagens tem 32' de diâmetro, indicando a posição e tamanho aproximados do disco Solar visível. Por outro lado, os pequenos círculos brancos no canto inferior esquerdo das imagens representam as dimensões do feixe sintetizado. A região escura no Hemisfério Norte indicada com uma seta é o Buraco Coronal estudado.

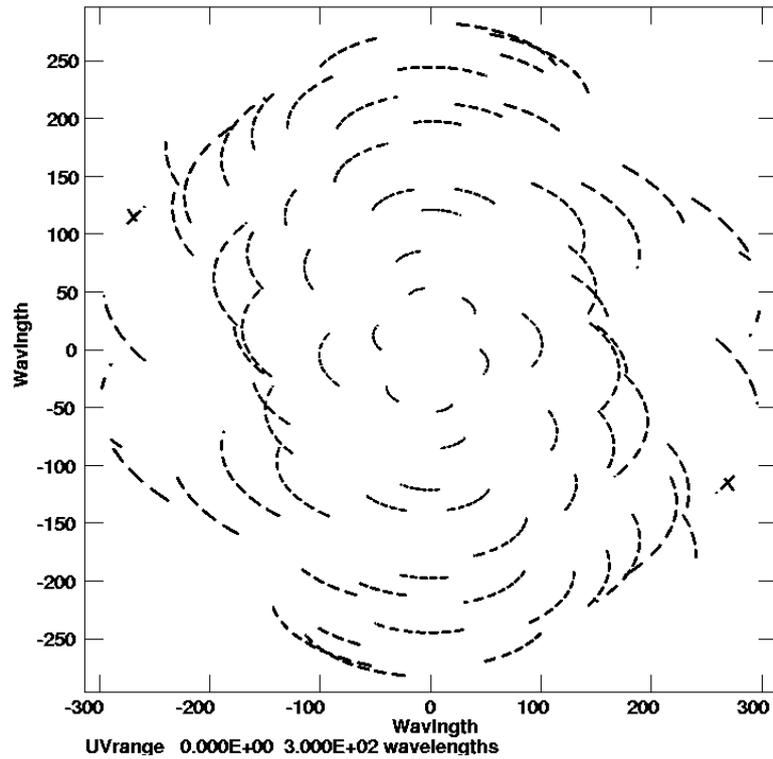


Figura 5.2 - Cobertura wv do GMRT (157 MHz) em baixas frequências espaciais para a posição do Sol em 04 de Junho de 2005, no intervalo 07:21 – 11:30 UT.

Tabela 5.1 - Parâmetros do mapa do GMRT em 157 MHz

Região	Fluxo médio	Fluxo mínimo	Densidade de fluxo	Área (pixels)
	(Fluxos em unidades arbitrárias)			
Disco Solar	$1,2624 \times 10^{-01}$	$-1,6572 \times 10^{-02}$	$9,5156 \times 10^{+01}$	232778
1	$4,2897 \times 10^{-02}$	$1,5427 \times 10^{-02}$	2,1790	15687
2	$2,8455 \times 10^{-02}$	$-2,1557 \times 10^{-04}$	1,1944	12962
3	$2,1682 \times 10^{-02}$	$-1,6572 \times 10^{-02}$	1,4406	20518
4	$1,4779 \times 10^{-02}$	$-1,8927 \times 10^{-02}$	$3,6068 \times 10^{-01}$	7537

destas estruturas. Em particular, uma grande depressão de brilho foi observada nos mapas de UVE e RXM localizada próxima à região 2 do mapa do GMRT; contudo, devido à presença de valores negativos nesta região no mapa do GMRT, evitou-se fazer quaisquer afirmações sobre uma possível identificação com as características Físicas apresentadas nos mapas em outros comprimentos de onda.

5.1.2 Mapa solar do SoHO/EIT em 195 Å

Um mapa de todo o Sol em UVE, no comprimento de onda de 195 Å correspondente à linha de emissão do Fe XII com pico em 1,6 MK, foi obtido com o SoHO/EIT às 07:13 UT do dia 04 de Junho de 2005.

O mapa original era uma imagem pré-processada de 1024×1024 pixels, cada um correspondente a $2''6$. Este mapa foi obtido do arquivo científico de dados processados e *software* do *website* do SoHO (NASA, 2007a). O mapa foi pós-processado no AIPS, onde foi aplicada uma transformação de escala para que cada pixel correspondesse a $3''5$, viabilizando a sua sobreposição ao mapa do GMRT. Este mapa é apresentado na Figura 5.3, onde também estão representados os contornos correspondentes ao nível de brilho dos limites do Buraco Coronal.

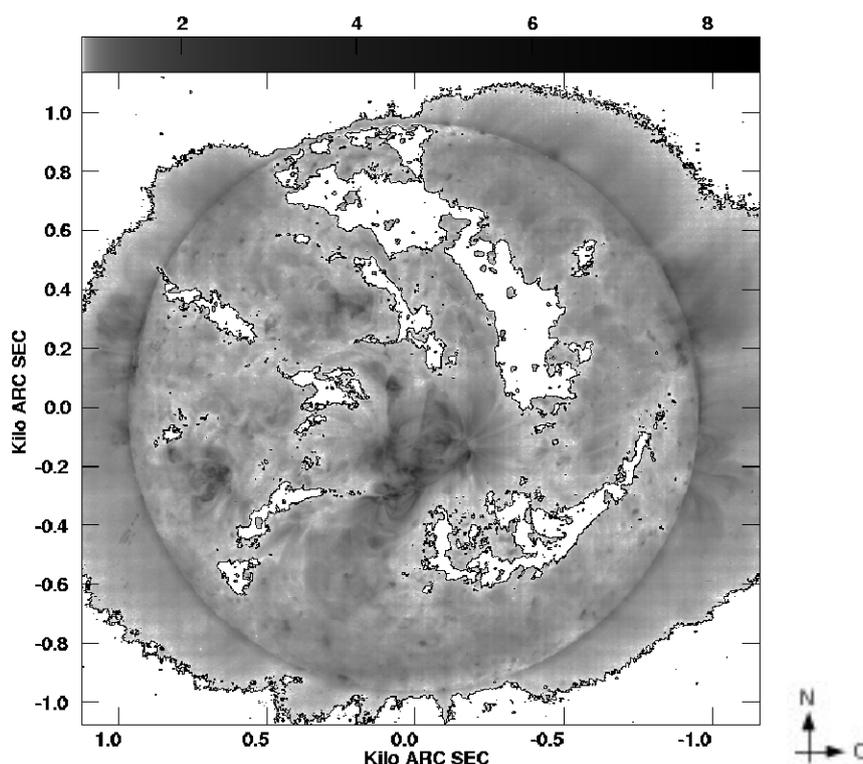


Figura 5.3 - Mapa em UVE do SoHO/EIT em 195 Å obtido às 07:13 UT do dia 04/06/2007. O nível do contorno é 880 contagens/pixel e indica os limites do Buraco Coronal. A escala de cinzas, cujo valor inicial é 800 contagens por pixel, está representada no topo, em unidades de 1000 contagens por pixel.

5.1.3 Mapa solar do GOES-12/SXI em Raios-X Moles

Um mapa de todo o Sol em Raios-X Moles (RXM), no intervalo de comprimentos de onda de 6 a 65 Å foi obtido com o GOES-12/SXI às 10:00 UT do dia 04 de Junho de 2005.

O mapa original era uma imagem pré-processada (“Level_1”¹) de 512×512 pixels, cada um correspondente a 5”. Este mapa foi obtido do arquivo de dados do *website* do GOES/SXI (NOAA, 2007b) e foi pós-processado no AIPS aplicando uma transformação de escala para que cada pixel correspondesse a 3”,5, e a imagem final foi preenchida com pixels de valor nulo onde necessário para que tivesse as mesmas dimensões das imagens obtidas nos outros comprimentos de onda, ou seja, 1024×1024 pixels. Além disso, para que fosse possível a sua sobreposição ao mapa do GMRT, o mapa do GOES-12/SXI foi rotacionado por $14^{\circ}27'$ no sentido anti-horário para que seu eixo vertical correspondesse à direção Norte-Sul Solar. Este mapa é apresentado na Figura 5.4.

5.1.4 Mapa solar do GRH em 115 MHz

As observações com o GRH foram realizadas às 08:30 UT do dia 04 de Junho de 2005, resultando no mapa apresentado na Figura 5.5, que foi processado e cedido pelo Dr. R. Ramesh, do Instituto Indiano de Astrofísica (IIA), que opera o GRH. Os dados foram registrados com tempo de integração de 256 ms, e o mapa foi obtido tomando a média das visibilidades de 16 amostras sucessivas (aproximadamente 4 s).

As fases das visibilidades complexas dos dados do GRH são calibradas através de uma técnica que faz uso das linhas de base redundantes do instrumento para determinar soluções de calibração em cada uma das linhas de base (RAMESH et al., 1999). As amplitudes das visibilidades complexas, por outro lado, são calibradas utilizando observações de fontes calibradoras padrão, catalogadas e com fluxo conhecido. Neste caso, foi usada a fonte 3C144, cujo fluxo em 115 MHz é ~ 1827 Jy (BRAUDE et al., 1970) e a posição no sistema de coordenadas equatoriais é $05^{\text{h}}34^{\text{m}}50^{\text{s}}$ (2005.5) e $22^{\circ}01'$ (2005.5), respectivamente em Ascensão Reta e Declinação.

¹As imagens classificadas como “Level_1” passam por um pré-processamento antes de serem disponibilizadas. As operações de pré-processamento envolvem a correção de pixels defeituosos através de interpolação, identificação dos pixels saturados e também dos pixels nulos, além da adição de informações sobre as condições de operação do instrumento no momento da aquisição dos dados.

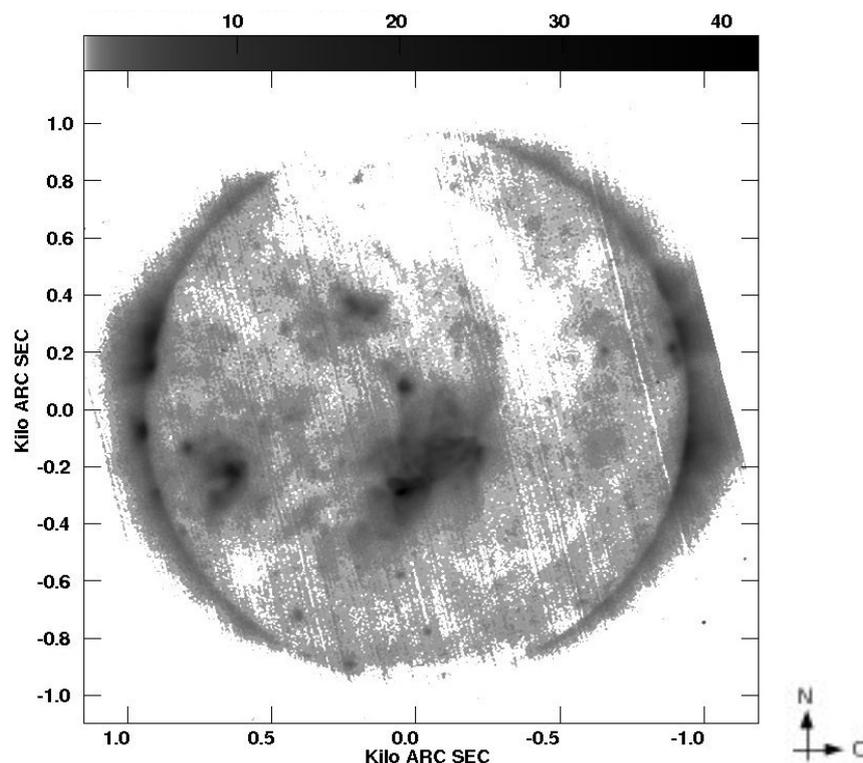


Figura 5.4 - Mapa em RXM do GOES-12/SXI no intervalo de comprimentos de onda 6 – 65 Å obtido às 10:00 UT do dia 04/06/2005. A escala de tons de cinza está representada no topo, em unidades de DN/s, onde o valor inicial é 0,7 DN/s.

5.1.5 Características morfológicas do Buraco Coronal

Os limites do Buraco Coronal foram associados ao nível de 905 contagens por segundo no mapa de UVE (195 Å) e medidos em 17 cortes radiais entre o centro do disco Solar e o limbo Oeste, nas direções em que estes cortes interceptam o Buraco Coronal. Este nível de brilho foi escolhido por ser o valor médio entre o brilho médio de todo o Sol e o brilho médio dentro da região identificada visualmente como o Buraco Coronal. Os cortes foram feitos em passos de 7,5, no intervalo 0–120°, com a origem do ângulo de posição na direção do limbo Oeste, conforme representado na Figura 5.6. Da mesma forma como descrito por Moran et al. (2001), estes valores são utilizados aqui como os limites de referência da região associada ao Buraco Coronal.

Os mesmos cortes radiais também foram utilizados para medir os limites do Buraco Coronal nos mapas em RXM e 157 MHz, nos quais os níveis associados a estes limites foram determinados da mesma forma como no mapa de EUV, e são 0,87 DN/s² e

²DN é a sigla correspondente a “data numbers”, e é uma medida da quantidade de fótons

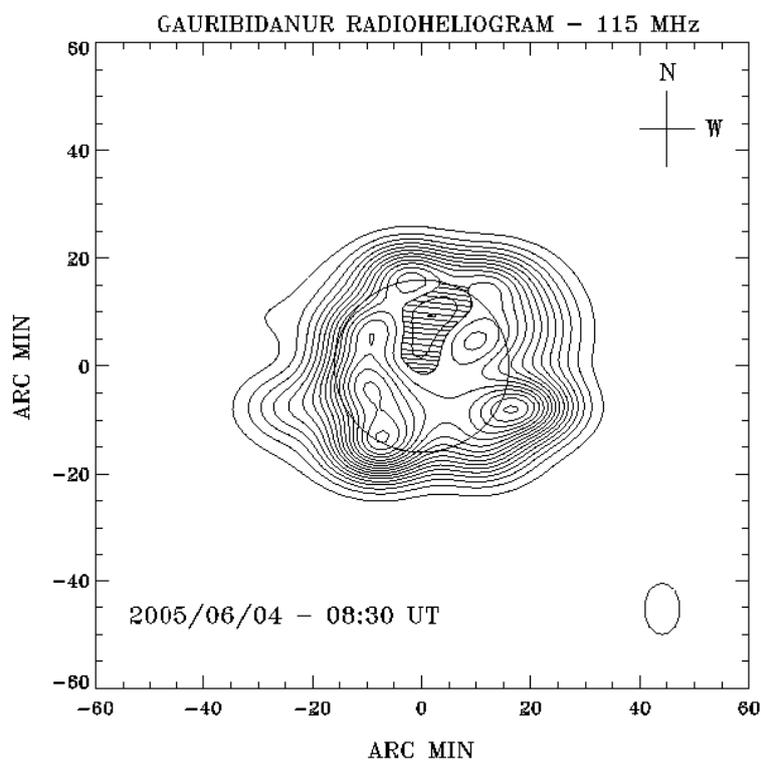


Figura 5.5 - Mapa de contornos do Sol em 115 MHz obtido com o GRH às 08:30 UT do dia 04 de Junho de 2005. O pico de temperatura de brilho é $\sim 1.1 \times 10^6$ K e corresponde à fonte pontual próxima ao limbo no quadrante Sudoeste, e o intervalo entre os níveis dos contornos é 5.5×10^4 K. A circunferência indica a posição e tamanho aproximados do disco Solar visível, e o feixe do instrumento está representado no canto inferior direito da figura. A região hachurada corresponde ao Buraco Coronal.

$8,45 \times 10^{-2}$ unidades arbitrárias, respectivamente. Os resultados são apresentados na Tabela 5.2, onde os limites internos do Buraco Coronal são denominados CH_{in} e os limites externos são denominados CH_{out} . Não foi encontrada nenhuma contribuição do Buraco Coronal nos cortes em 0° e 120° . O mapa obtido com o GRH não foi levado em conta nesta análise, devido à grande diferença de resolução entre este e os demais mapas. Uma discussão mais detalhada sobre os efeitos do feixe sintetizado do GRH sobre a forma do Buraco Coronal é apresentada na seção 5.1.6

Através da análise dos números apresentados na tabela, verifica-se que os limites internos do Buraco Coronal em 157 MHz são sempre mais próximos ao centro do disco Solar do que aqueles em UVE e RXM, respectivamente. Apresentadas no gráfico da Figura 5.7 estão as linhas definidas pelos pontos médios (de posição) do Buraco Coronal em cada um dos mapas, onde também é possível verificar que as estas linhas

incidentes no detector do SXI, conforme descrito por Pizzo et al. (2005).

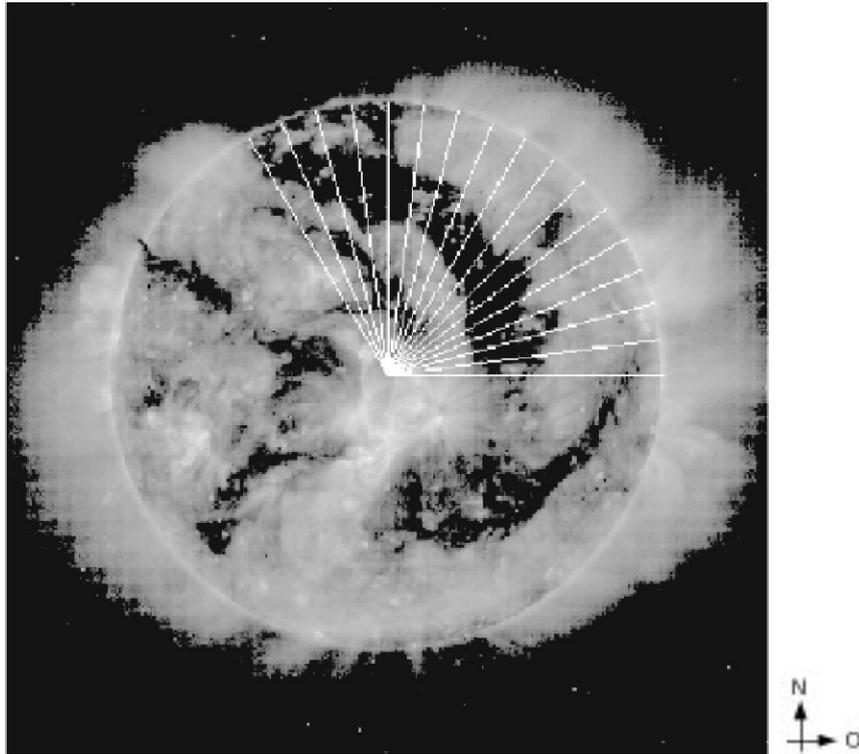


Figura 5.6 - Representação dos 17 cortes radiais utilizados para medir os limites do Buraco Coronal em diferentes ângulos de posição, com a origem no limbo Oeste no mapa de UVE em 195 Å obtido às 07:13 UT do dia 04/06/2005. A escala de cinzas é o inverso da representada na Figura 5.3, e as direções Norte e Oeste estão respectivamente no topo e no lado direito da figura.

são sistematicamente mais próximas do centro do disco Solar. Para a determinação destes pontos médios, convencionou-se que $CH_{out} = 16'$ nos cortes radiais onde o Buraco Coronal está conectado ao pólo Norte solar. Estas características sugerem que as diferenças na posição dos limites do Buraco Coronal, assim como na sua extensão nos mapas em diferentes faixas do espectro eletromagnético podem ser explicadas através de um efeito de projeção simples.

A sobreposição dos contornos do mapa em 157 MHz aos mapas de UVE e RXM é apresentada na Figura 5.8. Nesta figura, é possível verificar as diferenças na posição do Buraco Coronal nos diferentes mapas, e verificar de forma qualitativa a hipótese do efeito de projeção entre eles.

Estudos prévios de Buracos Coronais feitos em RXM por [Aschwanden e Acton \(2001\)](#) levaram a um modelo em que a densidade eletrônica na base da Coroa na região de um Buraco Coronal é $n_e = (0,8 - 1,1) \times 10^8 \text{ cm}^{-3}$. Por outro lado, [Chiuderi-Drago](#)

Tabela 5.2 - Limites do Buraco Coronal em diferentes comprimentos de onda

Ângulo (graus)	157 MHz		UVE		RXM	
	CH _{in}	CH _{out}	CH _{in}	CH _{out}	CH _{in}	CH _{out}
0,0	-	-	-	-	-	-
7,5	4,22	8,01	5,13	9,98	4,73	9,08
15,0	4,68	8,25	5,10	10,83	4,85	10,30
22,5	4,72	7,33	5,22	11,10	4,75	10,57
30,0	4,36	6,78	5,36	10,66	4,91	9,45
37,5	3,85	6,59	6,14	14,08	5,34	10,94
45,0	4,26	7,31	6,53	14,68	6,21	10,69
52,5	4,94	7,93	6,28	12,82	6,07	10,08
60,0	5,15	9,25	6,25	12,41	6,94	11,16
67,5	6,00	9,86	7,74	12,71	7,42	11,31
75,0	5,87	9,95	7,98	14,03	8,27	12,06
82,5	5,50	9,73	8,59	13,36	8,82	12,37
90,0	5,56	10,03	8,44	CP ^a	8,39	CP ^a
97,5	6,16	10,25	8,51	CP ^a	7,94	14,31
105,0	6,49	10,02	6,88	CP ^a	10,16	13,73
112,5	7,25	11,17	7,70	CP ^a	10,48	14,62
120,0	-	-	-	-	-	-

^aConectado ao pólo

et al. (1999) encontraram um valor mais alto – $n_e = (2,75 - 3,31) \times 10^8 \text{ cm}^{-3}$ – utilizando dados de observações em rádio e UVE. Apesar da diferença por um fator de aproximadamente 3, estes resultados indicam que o nível de emissão de plasma em 157 MHz, para o qual a densidade eletrônica correspondente é $n_e = 3,04 \times 10^8 \text{ cm}^{-3}$, está próximo à base da Coroa de acordo com os resultados de Chiuderi-Drago et al. (1999), ou abaixo da base da Coroa de acordo com os resultados de Aschwanden e Acton (2001).

5.1.5.1 Associação entre o efeito de projeção e a direção do campo magnético

A discussão apresentada nesta seção baseia-se na hipótese de que a atmosfera Solar calma está em equilíbrio hidrostático, ou seja, a pressão térmica do plasma da atmosfera solar é balanceada pela pressão associada à força gravitacional. Esta condição implica a estratificação gravitacional, ou seja, a atmosfera Solar calma pode

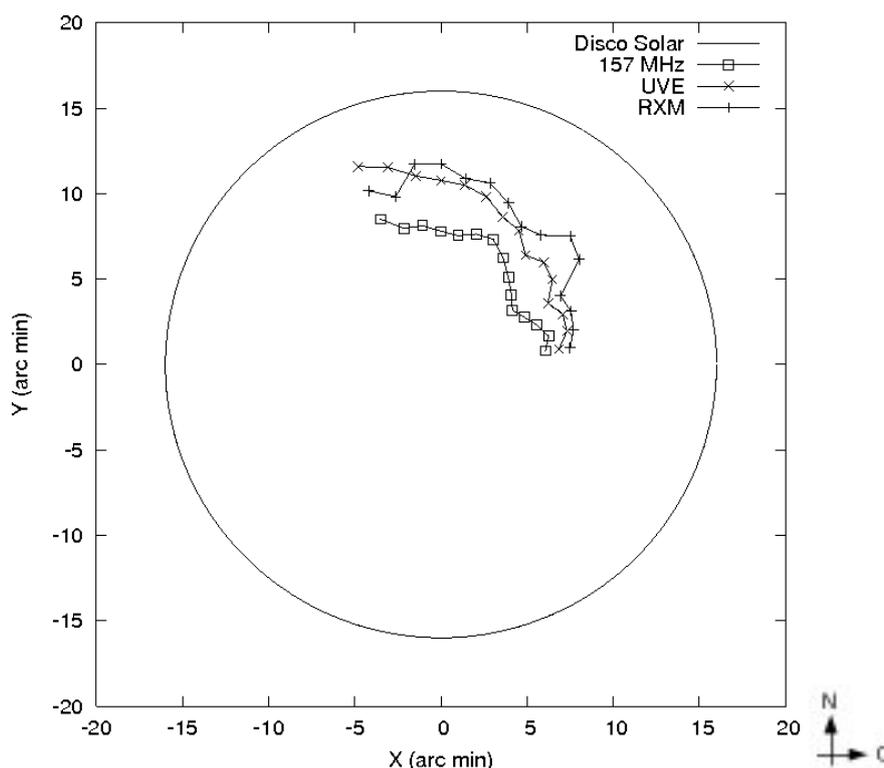


Figura 5.7 - Posição dos pontos médios do Buraco Coronal sobre o disco Solar (indicado pelo círculo) em diferentes comprimentos de onda.

ser descrita como sendo composta por camadas esféricas concêntricas onde a densidade e a temperatura variam de uma camada para a outra. A escala de altura em que estes parâmetros variam é denominada escala de altura hidrostática, e uma discussão detalhada é apresentada por [Aschwanden \(2005\)](#).

A proposta mais simples para explicar os deslocamentos observados na posição do Buraco Coronal nos diferentes mapas apresentados nesta seção baseia-se na hipótese de que a direção das linhas de campo magnético abertas associadas ao Buraco Coronal coincide com a direção radial. A geometria associada a esta configuração está representada na Figura 5.9, e esta hipótese será tratada como Hipótese I no decorrer do texto.

Na geometria apresentada na Figura 5.9, a projeção dos limites (internos ou externos) do Buraco Coronal na camada de raio R_2 pode ser escrita em função do parâmetro α e do limite do Buraco Coronal, CH_1 , na camada de raio R_1 segundo a equação

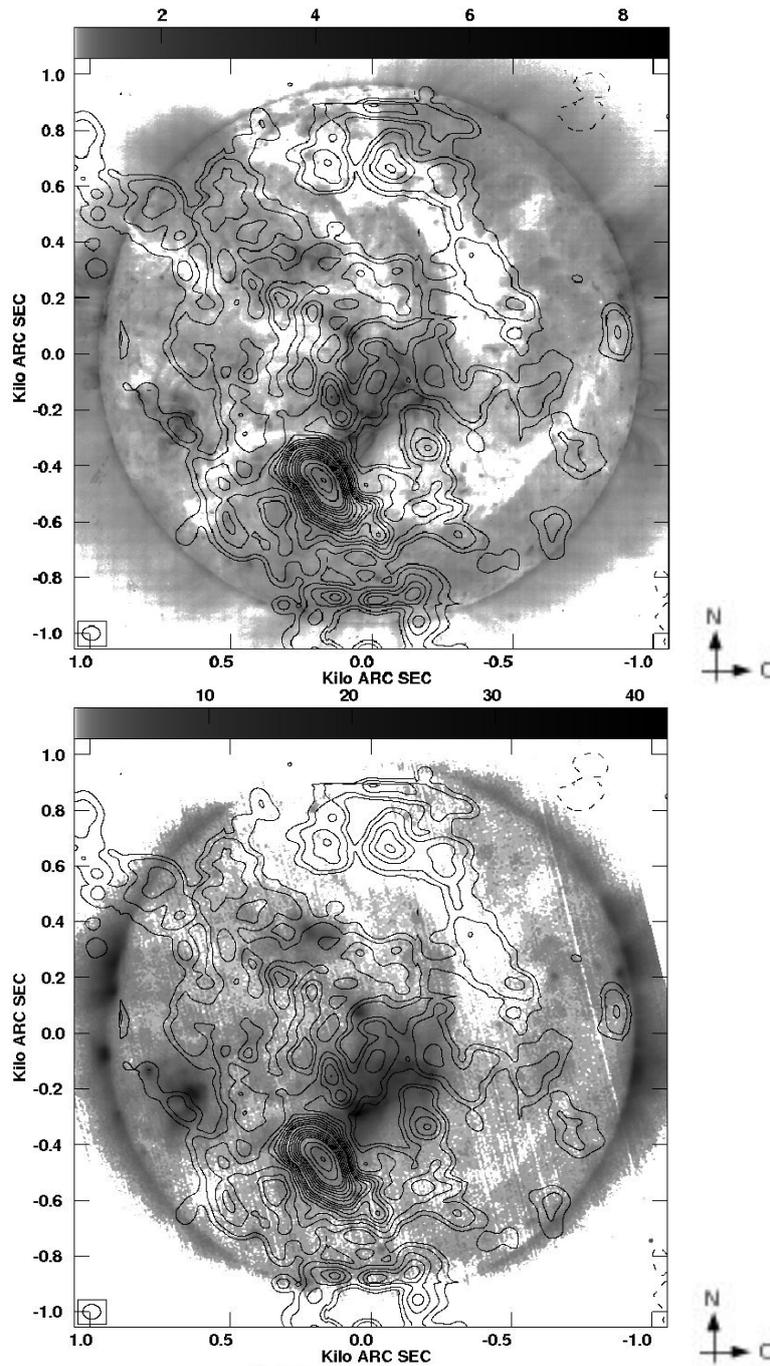


Figura 5.8 - Mapa de contornos obtido com o GMRT em 157 MHz no dia 04/06/2005 sobreposto aos mapas em escala de tons de cinza em UVE (acima), em unidades de 1000 contagens por pixel, e em RXM (abaixo), em unidades de DN/s. A escala de tons de cinza está representada no topo, enquanto o feixe sintetizado do GMRT está representado no canto inferior esquerdo de cada mapa. Os níveis dos contornos em 157 MHz são $-3, 3, 5, 10, 15, 20, 25, 30, 35, 40, 45, 50, 60, 70, 80, 90, 100, 125, 150$ e 170 vezes o nível do ruído rms. O contorno tracejado corresponde ao nível $-3 \times \text{rms}$, e indica que poucos artefatos foram criados na imagem devido à cobertura uv incompleta no nível recíproco ao primeiro contorno.

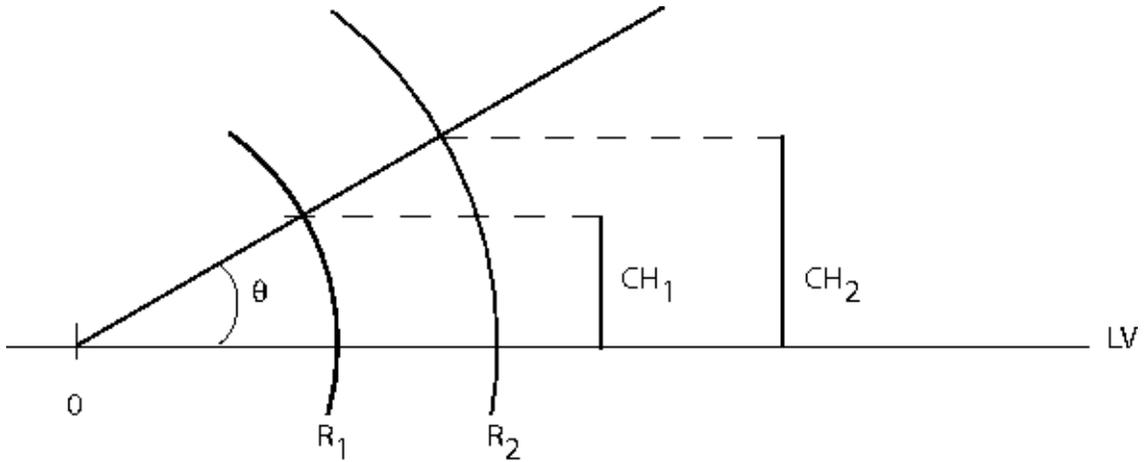


Figura 5.9 - Geometria associada à Hipótese I. LV denota a direção da linha de visada, enquanto O representa o centro geométrico do Sol, onde tem origem o ângulo θ .

$$CH_2 = \alpha CH_1 \quad (5.1)$$

em que

α é a razão entre os raios das camadas externa (R_2) e interna (R_1), $\alpha = R_2/R_1$,

CH_1 é o limite do Buraco Coronal na camada de raio R_1 , e

CH_2 é o limite do Buraco Coronal na camada de raio R_2 .

De acordo com a Hipótese I, o deslocamento observado entre as posições do Buraco Coronal nos mapas de 157 MHz, UVE e RXM é devido apenas às diferentes alturas das fontes emissoras de radiação nestas faixas do espectro eletromagnético.

Com base na Figura 5.7 e na discussão apresentada no final da seção 5.1.5, a camada associada à emissão em 157 MHz é a mais interna (próxima à base da Coroa), enquanto as camadas de emissão em UVE e RXM, associadas a temperaturas mais elevadas, possuem alturas maiores, respectivamente, com relação à camada de emissão em 157 MHz.

O parâmetro α pode ser estimado por mínimos quadrados (BEVINGTON; ROBINSON, 1992) a partir das medidas dos limites do Buraco Coronal apresentadas na Tabela

5.2. Omitindo a dependência com os erros de medida (constantes e $\sim 1'$), o parâmetro χ^2 pode ser escrito na forma

$$\chi^2 \propto \sum_{pa} (CH_{2,in} - \alpha CH_{1,in})^2 + \sum_{pa} (CH_{2,out} - \alpha CH_{1,out})^2 \quad (5.2)$$

em que

pa é o ângulo de posição de cada corte radial,

$CH_{n,in}$ é o limite interno do Buraco Coronal na camada de raio R_n , e

$CH_{n,out}$ é o limite externo do Buraco Coronal na camada de raio R_n .

Variando o valor do parâmetro α no intervalo $[1, 2]$, pode-se utilizar os valores medidos dos limites do Buraco Coronal para determinar o valor de α que minimiza o valor de χ^2 , fornecendo a melhor estimativa para a razão entre os raios das camadas da atmosfera. Considerando $CH_1 = CH_{157MHz}$, e $CH_2 = CH_{UVE}$ e $CH_2 = CH_{RXM}$, pode-se determinar, respectivamente, os melhores ajustes para os parâmetros $\alpha_{UVE} = R_{UVE}/R_{157MHz}$ e $\alpha_{RXM} = R_{RXM}/R_{157MHz}$. A Figura 5.10 mostra a variação dos valores do parâmetro χ^2 no intervalo $\alpha \in [1, 2]$.

A partir dos dados de UVE, o valor mínimo de χ^2 é 29,63, associado ao valor $\alpha_{UVE} = 1,32$. O que implica que o raio da camada de emissão de UVE é 32% maior do que o da camada de emissão em 157 MHz. O valor mínimo do χ^2 a partir dos dados de RXM, por outro lado, é 75,62, associado ao valor $\alpha_{RXM} = 1,40$, implicando que o raio da camada de emissão em RXM é 40% maior do que o da camada de emissão em 157 MHz.

Um outro modelo que poderia explicar as diferenças de posição observadas através de um efeito de projeção prevê que, além da diferença entre os raios das camadas da atmosfera associadas à emissão em diferentes faixas de comprimento de onda, as linhas abertas de campo magnético apresentam um certo desvio com relação à direção radial, sendo o ângulo de inclinação do campo com relação à direção radial o outro parâmetro livre associado ao modelo.

Acreditava-se que este segundo modelo, com 2 parâmetros livres, poderia reduzir as diferenças de altura encontradas através da aplicação da Hipótese I. No entanto,

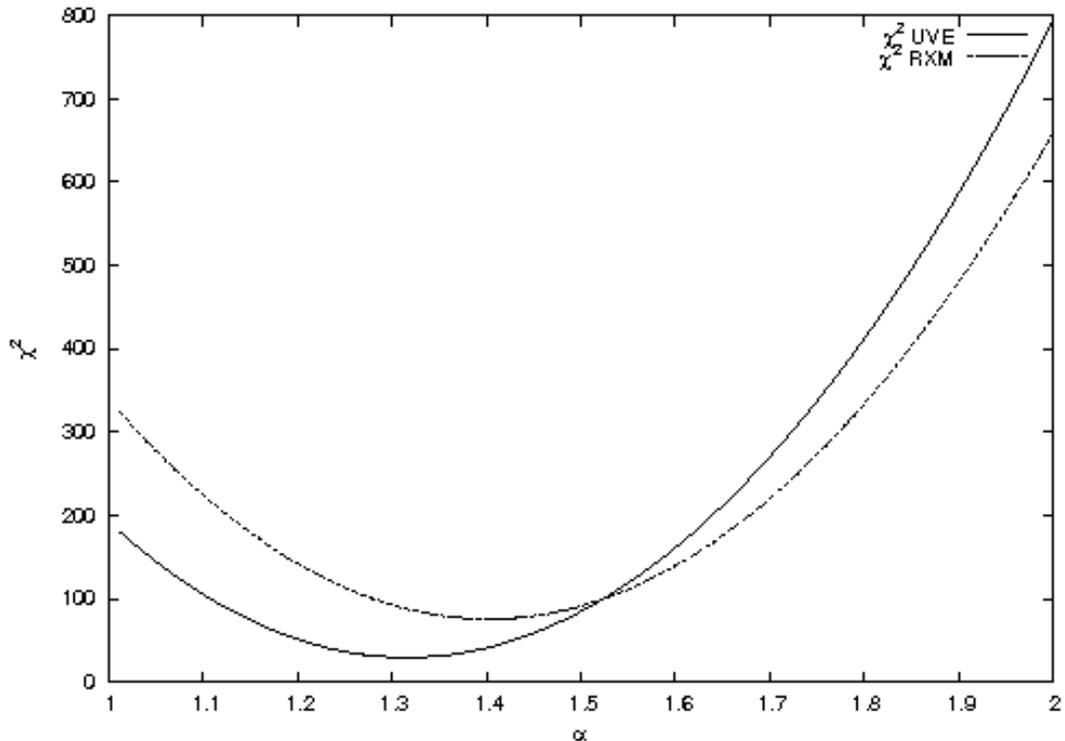


Figura 5.10 - Minimização do parâmetro χ^2 calculado a partir dos valores dos limites do Buraco Coronal em UVE e RXM.

através da aplicação da mesma metodologia de minimização do χ^2 para o modelo com dois parâmetros, as estimativas para os ângulos de inclinação obtidas foram todas ~ 0 , de modo que o modelo é apenas mais complexo, ajustando-se tão bem às observações quanto a Hipótese I. Neste caso, o modelo mais simples é favorecido, de modo que as diferenças de altura associadas à Hipótese I são os resultados finais encontrados ao tentar explicar as observações através de um efeito de projeção.

Estes resultados, contudo, indicam uma diferença de altura muito grande entre as camadas da atmosfera associadas à emissão nos diferentes comprimentos de onda investigados neste trabalho. A verificação de que, nas ocorrências de Buracos Coronais sobre o limbo, a emissão em RXM e UVE proveniente dos limites dos Buracos Coronais se estende até alturas da ordem das alturas encontradas neste trabalho (por exemplo, na discussão apresentada por [Aschwanden e Acton \(2001\)](#)) não é conclusiva, pois a medida de emissão – grandeza medida nos mapas de RXM e UVE – é sensível à densidade eletrônica integrada ao longo da linha de visada, fazendo com que a emissão nestas faixas de comprimentos de onda seja maior na direção do

limbo.

Assim, a continuidade deste trabalho, através de observações de outros Buracos Coronais, com características semelhantes, é importante para que seja possível realizar um estudo com maior base estatística sobre as diferenças entre os limites dos Buracos Coronais em diferentes comprimentos de onda. No entanto, até o presente momento, não foi possível realizar observações de outros Buracos Coronais com o GMRT, devido à não ocorrência destes fenômenos nas janelas de tempo alocadas para os projetos relacionados a este trabalho, de forma que os resultados apresentados aqui são apenas preliminares, demonstrando a capacidade do GMRT para o imageamento de estruturas do Sol calmo com alta faixa dinâmica.

5.1.6 Parâmetros de Plasma do Buraco Coronal

Devido à escala de fluxo arbitrária do mapa do GMRT, é impossível estimar qualquer parâmetro Físico associado à temperatura utilizando apenas este mapa. Por outro lado, o mapa obtido com o GRH foi calibrado com relação a uma escala absoluta de fluxo e conseqüentemente temperatura de brilho, T_B , que é a grandeza associada aos contornos do mapa apresentado na Figura 5.5.

A análise do mapa do GRH permite identificar claramente uma depressão de brilho neste mapa (representada pela região hachurada na Figura 5.5), e a coincidência na posição do centróide desta região com a posição do centróide do Buraco Coronal no mapa obtido com o GMRT indica que a depressão de brilho no mapa obtido com o GRH é a contrapartida em 115 MHz do Buraco Coronal estudado.

A diferença na forma do Buraco Coronal pode ser explicada através da análise do feixe sintetizado do GRH. Quando comparado à sua contrapartida no mapa obtido com o GMRT, o Buraco Coronal aparece alongado preferencialmente na direção Norte-Sul no mapa obtido com o GRH. Isto ocorre devido à grande diferença de resolução entre os dois instrumentos, já que as dimensões do feixe do GMRT são $63'',23 \times 52'',80$, enquanto as do feixe do GRH são aproximadamente $7' \times 10'$. Assim, enquanto o feixe do GMRT é aproximadamente circular, o feixe do GRH é elíptico, com o eixo maior (com largura de $10'$) orientado na direção Norte-Sul, o que explica a maior extensão do Buraco Coronal no mapa de 115 MHz obtido com o GRH.

Devido à diferença de cobertura uv entre os dois telescópios, não é possível degradar o feixe do GMRT até que suas dimensões coincidam com as dimensões do feixe do

GRH. Além disso, há estruturas brilhantes naquele mapa entre o limbo Noroeste e o Buraco Coronal, e estas estruturas dominam sobre o brilho menos intenso proveniente da região do Buraco Coronal, o que faz com que ele praticamente desapareça quando se tenta convoluir o mapa do GMRT com um feixe Gaussiano de dimensões maiores do que a resolução do mapa apresentado.

Uma outra característica a ser mencionada é o maior contraste do Buraco Coronal no mapa obtido com o GRH, em comparação com o mapa obtido com o GMRT. Além da maior faixa dinâmica no primeiro mapa, o maior contraste do Buraco Coronal neste mapa pode estar associado ao aumento da temperatura de brilho em função do aumento da frequência até cerca de 500 MHz, um efeito que foi previsto através do uso de modelos e verificado experimentalmente (PAPAGIANNIS; BAKER, 1982; KUNDU et al., 1987). De acordo com este efeito, o Buraco Coronal deve ter uma temperatura de brilho maior em 157 MHz, em comparação com a temperatura de brilho em 115 MHz, o que implica um maior contraste entre o Buraco Coronal e o nível de emissão do Sol calmo no mapa obtido em 115 MHz.

A temperatura de brilho do Buraco Coronal em 115 MHz foi estimada em aproximadamente $7,70 \times 10^5$ K. Este valor é menor do que os valores normalmente obtidos para a temperatura eletrônica na Coroa Solar ($\geq 10^6$ K), o que sugere que a atmosfera na região do Buraco Coronal é opticamente fina (WANG et al., 1987). Assim, é possível determinar a densidade eletrônica na região do Buraco Coronal utilizando a seguinte aproximação descrita por Sheridan et al. (1978)

$$T_b = 0,2T_e^{-1/2}\nu^{-2} \langle n_e^2 \rangle \mu^{-1}L \quad (5.3)$$

em que,

ν é a frequência de observação em Hz,

L é a profundidade do Buraco Coronal ao longo da linha de visada em cm,

n_e é a densidade eletrônica média na região do Buraco Coronal em cm^{-3} ,

μ é o índice de refração do meio associado ao Buraco Coronal, e

T_e é a temperatura eletrônica, $T_e \approx 0,82 \times 10^6 \text{K}$, na região do Buraco Coronal (FLUDRA et al., 1999).

Substituindo na equação 5.3 os valores $T_b = 7,70 \times 10^5$ K, $T_e = 0,82 \times 10^6$ K, $\nu = 115 \times 10^6$ Hz, e supondo $\mu \approx 1$ e $L = 10^{10}$ cm, o valor obtido para a densidade eletrônica no interior do Buraco Coronal é $n_e = 6,79 \times 10^7$ cm⁻³. Por outro lado, a densidade eletrônica associada à frequência de plasma $\nu = 115$ MHz é $1,63 \times 10^8$ cm⁻³. Desta forma, a densidade eletrônica estimada no interior do Buraco Coronal é menor do que a ambiente por um fator de cerca de 2,5.

Apesar desta estimativa estar de acordo com os valores normalmente reportados de densidade eletrônica e temperatura de brilho no interior de Buracos Coronais (DULK; SHERIDAN, 1974), é importante fazer algumas considerações sobre os valores de μ e L utilizados nos cálculos apresentados.

O valor de L não pode ser obtido diretamente a partir das observações e não há meios de estimá-lo a partir dos dados disponíveis. Contudo, considerando que a emissão da Coroa Solar em 115 MHz tem origem essencialmente na região onde a densidade eletrônica está associada a esta frequência, foi utilizado para L o valor correspondente à escala de altura de densidade na Coroa, isto é, $L = 10^{10}$ cm.

O cálculo do índice de refração, por outro lado, envolve a utilização de um modelo de densidade eletrônica na Coroa. Contudo, o objetivo desta análise é a obtenção de uma estimativa independente da densidade eletrônica no interior do Buraco Coronal. Assim, foi considerado o valor $\mu \approx 1$ (CHAMBE, 1978), o que implica uma estimativa que é um limite superior para n_e , já que o índice de refração pode ser menor do que 1 próximo à camada da atmosfera cuja frequência de plasma é igual à frequência de observação.

Estes resultados mostram que é possível utilizar dados de observações com o GMRT e o GRH em frequências próximas para obter estimativas independentes para a temperatura de brilho e a densidade eletrônica no interior do Buraco Coronal observado em rádio. A consistência destas estimativas com os valores de temperatura e densidade conhecidos no interior de Buracos Coronais (citados no Capítulo 1), obtidos através de métodos diferentes, indica que a combinação de resultados do GMRT e do GRH fornece resultados robustos, podendo complementar de forma importante as observações realizadas com outros telescópios, possibilitando uma modelagem mais completa dos Buracos Coronais.

5.2 Explosão solar observada utilizando o GMRT em 26/11/2005

Os resultados apresentados nesta seção foram obtidos através da análise multi-espectral (244 e 611³ MHz – GMRT; 195 Å – EIT; e 1 – 8 Å – GOES-12) da explosão solar que ocorreu no intervalo de tempo 06:31 – 07:49 UT e com pico de emissão em RXM (1 – 8 Å) às 07:05 UT do dia 26 de Novembro de 2005.

O evento foi classificado como B8.9 de acordo com o fluxo em Raios-X no intervalo de comprimentos de onda 1 – 8 Å, e a curva de luz obtida com o satélite GOES-12 é apresentada na Figura 5.11. A explosão ocorreu na posição S13E04, na região ativa NOAA 10824, e foram observadas contrapartidas em 245 e 410 MHz pela estação de San Vito (Itália) da rede “Radio Solar Telescope Network” (RSTN), conforme representado na Figura 5.12 e publicado no “Solar Geophysical Data” – SGD (NOAA, 2007a).

Também de acordo com o SGD, não há registros de observações de imageamento em H- α para este evento. O satélite RHESSI não realizou observações do evento por estar em um dos intervalos de “noite” associados ao seu período de rotação (Krucker, comunicação pessoal).

A análise da evolução temporal, da dinâmica e da morfologia das fontes associadas ao evento foi realizada a partir dos dados obtidos em 244 e 611 MHz (mapas e curvas de luz), em 195 Å (mapas) e em 1 – 8 Å (curva de luz). É muito importante mencionar que esta é atualmente a explosão mais fraca em raios-X cuja contrapartida em rádio foi observada com o GMRT, estando provavelmente próxima ao limiar de detecção de explosões solares deste telescópio.

5.2.1 Mapas solares do GMRT em 244 e 611 MHz

Os mapas do GMRT no intervalo 06:50 – 07:12 UT foram obtidos com resolução temporal de 1 s, a partir dos dados calibrados conforme descrito no Capítulo 4. Este intervalo de tempo foi escolhido por conter o pico de emissão do evento em RXM, além dos picos e a maior parte da atividade registrada nas duas frequências de investigação.

³As observações foram realizadas na frequência central de 614 MHz, no entanto, o canal espectral correspondente a 611 MHz foi escolhido para o estudo aqui apresentado. A escolha foi baseada na qualidade dos dados no que diz respeito à uniformidade das amplitudes e fases das visibilidades dos calibradores, inspecionados visualmente.

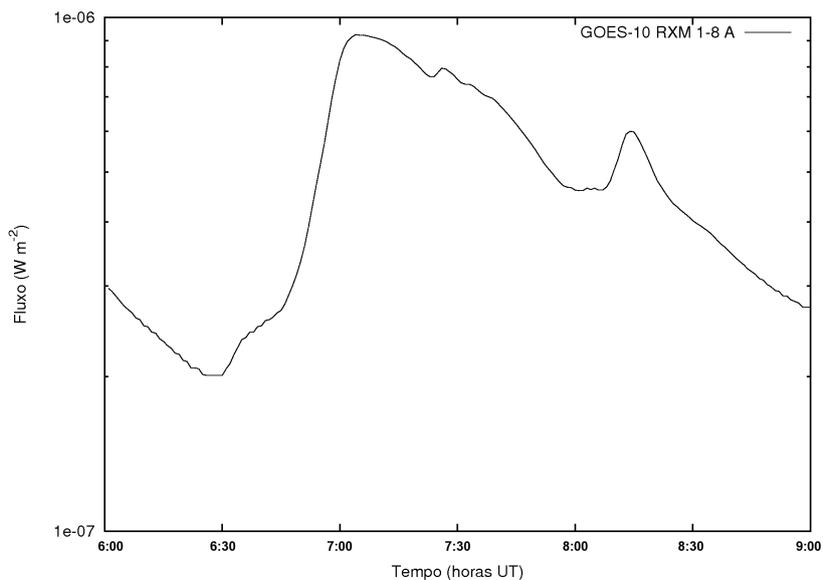
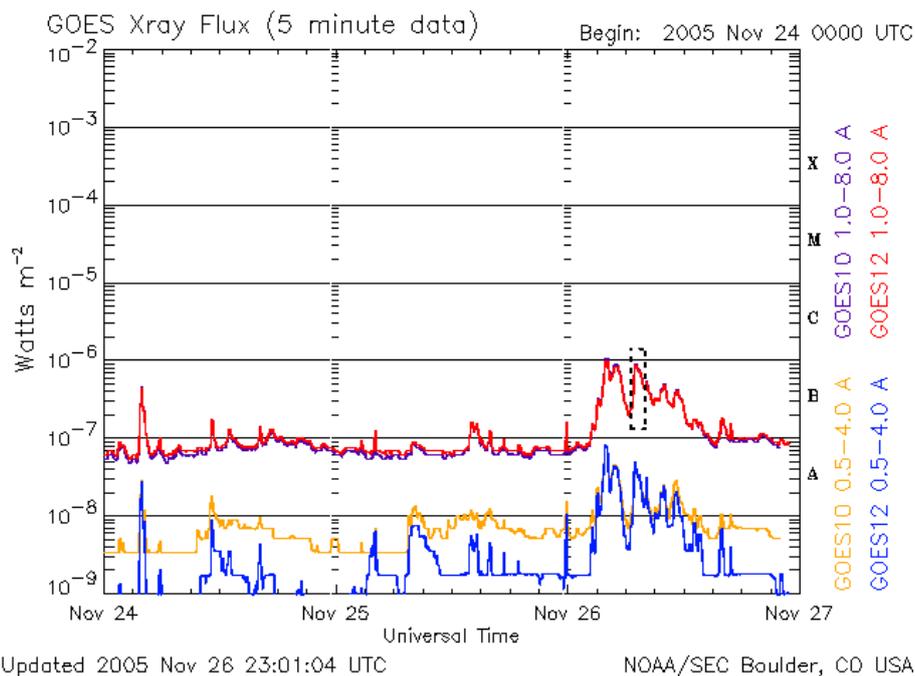


Figura 5.11 - Curva de luz do monitor de Raios-X dos satélites GOES-10 e GOES-12, mostrando a variação do fluxo solar entre os dias 24 e 26/11/2005 (acima), onde o pequeno retângulo tracejado em vermelho indica o evento estudado neste trabalho, representado em detalhes (abaixo).

Os mapas finais têm 1024×1024 pixels, onde cada pixel corresponde a $8,5''$ em 244 MHz e $2''$ em 611 MHz. As dimensões dos feixes são $77,71'' \times 50,83''$ e $17,73'' \times 13,49''$, respectivamente em 244 e 611 MHz.

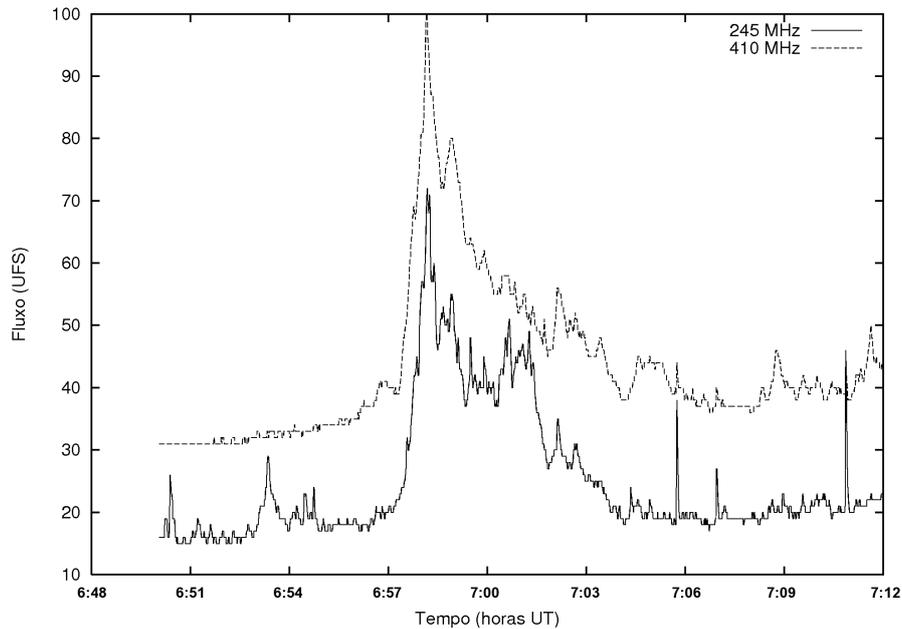


Figura 5.12 - Curvas de luz obtidas pela estação de San Vito, Itália, da rede “Radio Solar Telescope Network” (RSTN), nas frequências de 245 e 410 MHz.

As faixas dinâmicas das imagens variam entre aproximadamente 20:1 nos mapas em que não há registros de atividade coronal, e cerca de 80:1 próximo aos máximos de intensidade registrados para o evento observado. Estes valores estão de acordo com os que têm sido reportados por outros autores, conforme discutido por [Mercier et al. \(2006\)](#). Isto indica que as imagens produzidas têm qualidade suficiente para que as estruturas apresentadas possam ser consideradas características Físicas e não artefatos do processo de imageamento.

Os mapas obtidos nos instantes de máxima intensidade do evento em 244 e 611 MHz, respectivamente às 07:01:30 UT e 06:59:31 UT, são apresentados nas Figuras [5.13](#) e [5.14](#), respectivamente. Nestas figuras, a circunferência verde indica a posição e o diâmetro do disco solar visível. As regiões indicadas por linhas tracejadas e denominadas D1, D2, D3, U1, U2 e U3, foram identificadas como as principais fontes de radiação associadas à explosão estudada, e serão descritas em detalhes adiante.

5.2.2 Curvas de luz do GMRT em 244 e 611 MHz

Os mapas do GMRT foram gerados com intervalos de 1 s para possibilitar a produção de curvas de luz do evento com esta resolução temporal. Em cada uma das duas frequências de observação do GMRT, foram produzidas 1320 imagens, a partir das

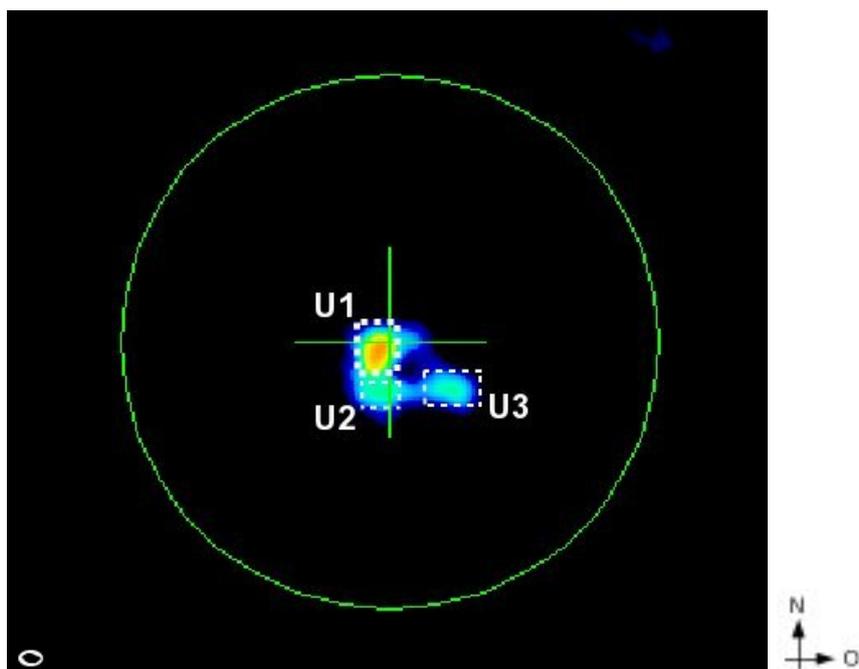


Figura 5.13 - Mapa do Sol obtido com o GMRT em 244 MHz às 07:01:30 UT do dia 26 de Novembro de 2005. A circunferência verde tem 32' de diâmetro, indicando a posição e o diâmetro aproximados do disco solar visível, enquanto seu centro é indicado pela cruz. As regiões demarcadas por linhas tracejadas e denominadas U1, U2 e U3 foram identificadas como as principais fontes de radiação associadas à explosão estudada. O pequeno círculo branco no canto inferior esquerdo da imagem representa as dimensões do feixe sintetizado.

quais é possível obter a evolução temporal de qualquer estrutura dentro do campo de visada imageado, que é de 2',42 em 244 MHz e de 3',13 em 611 MHz.

Para cada uma das frequências, foram obtidas as curvas de luz de cada uma das fontes identificadas na região onde a explosão ocorreu. As fontes D1, D2, D3, U1, U2 e U3, mencionadas na seção 5.2.1, foram identificadas a partir da análise da evolução temporal da distribuição de brilho da região onde ocorreu a explosão, durante o intervalo de tempo escolhido para a obtenção das curvas de luz.

Os parâmetros das regiões correspondentes às curvas de luz obtidas a partir dos mapas do GMRT são apresentados na Tabela 5.3. As curvas de luz correspondentes às fontes U1, U2 e U3 são apresentadas na Figura 5.15, enquanto as correspondentes às fontes D1, D2 e D3 são apresentadas na Figura 5.16.

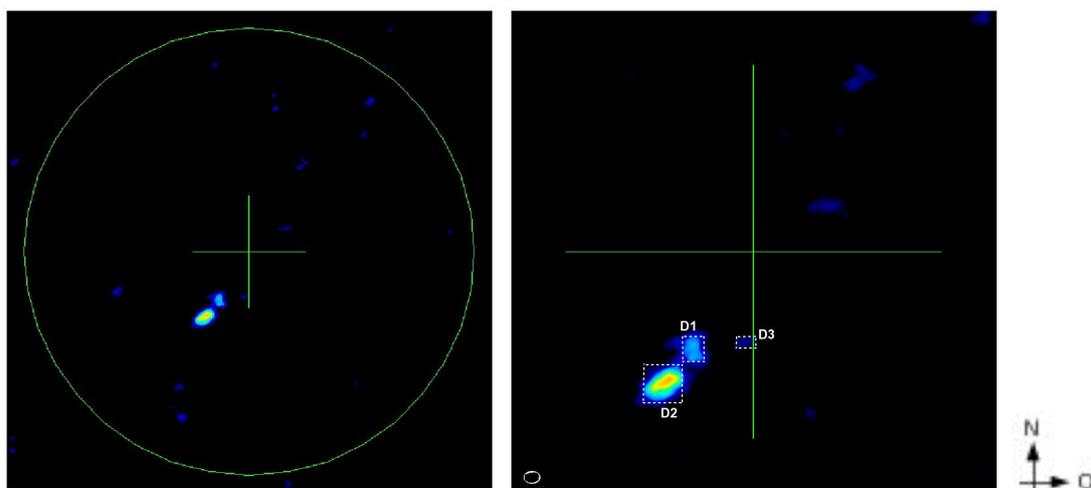


Figura 5.14 - (à esquerda) Mapa do Sol obtido com o GMRT em 611 MHz às 06:59:31 UT do dia 26 de Novembro de 2005. A circunferência verde tem 32' de diâmetro, indicando a posição e o diâmetro aproximados do disco solar visível, enquanto seu centro é indicado pela cruz. (à direita) Detalhe das principais fontes de radiação associadas à explosão estudada, denominadas D1, D2 e D3 e demarcadas por linhas tracejadas. Os segmentos de reta que formam a cruz verde têm 400'', indicando a escala da imagem. Os pequenos círculos brancos no canto inferior esquerdo das imagens representam as dimensões do feixe sintetizado.

Tabela 5.3 - Regiões correspondentes às curvas de luz do GMRT

Fonte	Frequência (MHz)	X (")	Y (")
U1	244	-110,5 ; 42,5	-102,0 ; 51,0
U2	244	-93,5 ; 42,5	-238,0 ; -127,5
U3	244	127,5 ; 314,5	-238,0 ; -85,0
D1	611	-178,0 ; -98,0	-240,0 ; -172,0
D2	611	-246,0 ; -134,0	-356,0 ; -248,0
D3	611	-70,0 ; 34,0	-244,0 ; -148,0

5.2.3 Dinâmica das fontes de emissão em rádio

A análise das curvas de luz apresentadas mostra que as fontes de emissão evoluíram de forma diferente durante a explosão. As fontes U1, D1 e D3 apresentam eventos com duração menor que 5 minutos e um pico de emissão bem definido. As fontes U2, U3 e D2, por outro lado, apresentam perfis com uma leve variação inicial (apenas U2 e U3) e diversos picos com duração $\lesssim 1$ s sobre um fundo aproximadamente constante ao longo do período investigado. As características temporais deste evento são descritas na Tabela 5.4, para cada uma das fontes identificadas.

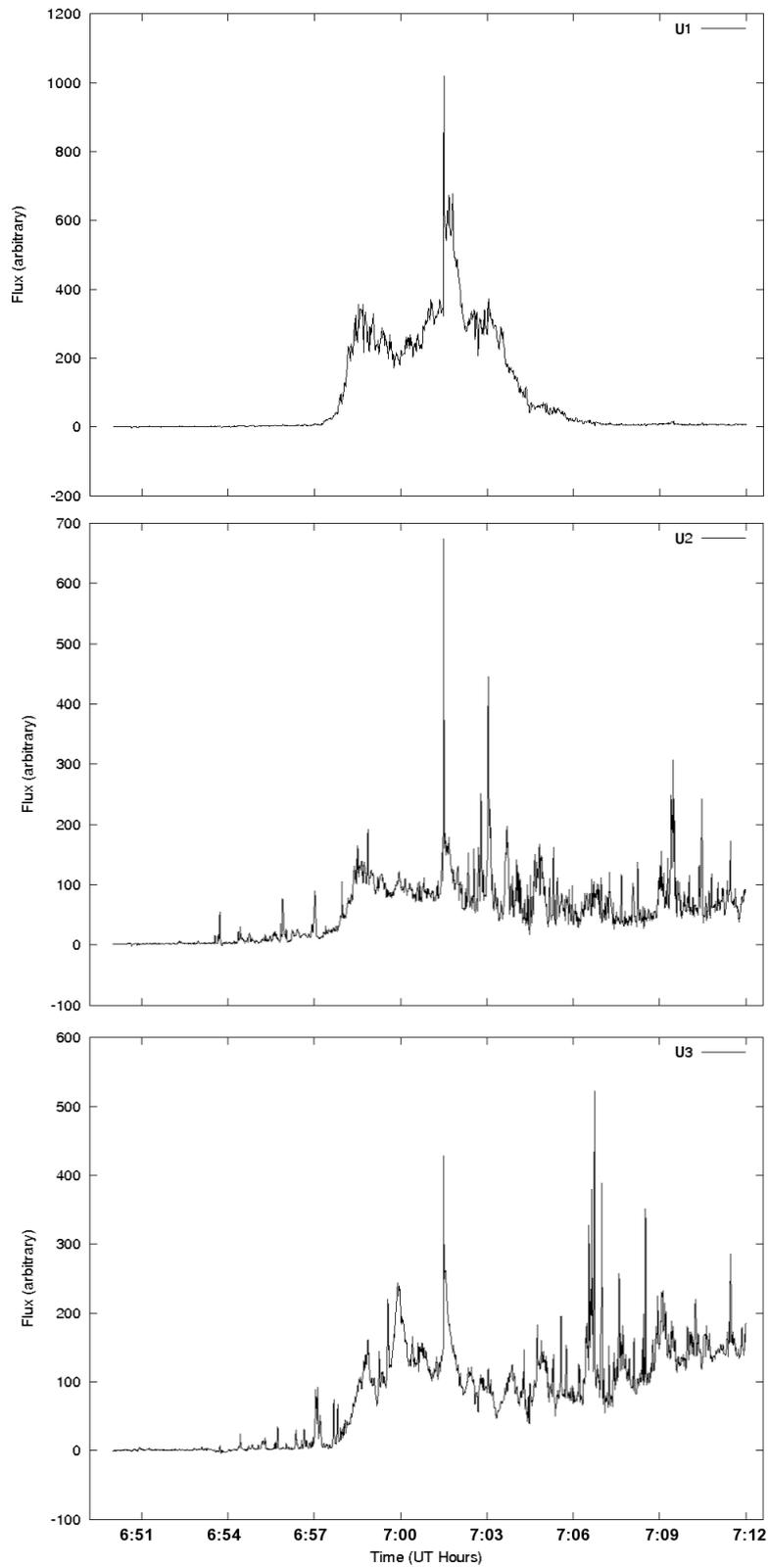


Figura 5.15 - Curvas de luz obtidas a partir dos mapas do GMRT em 244 MHz, correspondentes às fontes U1, U2 e U3, associadas à explosão solar observada no intervalo 06:50 – 07:12 UT no dia 26/11/2005.

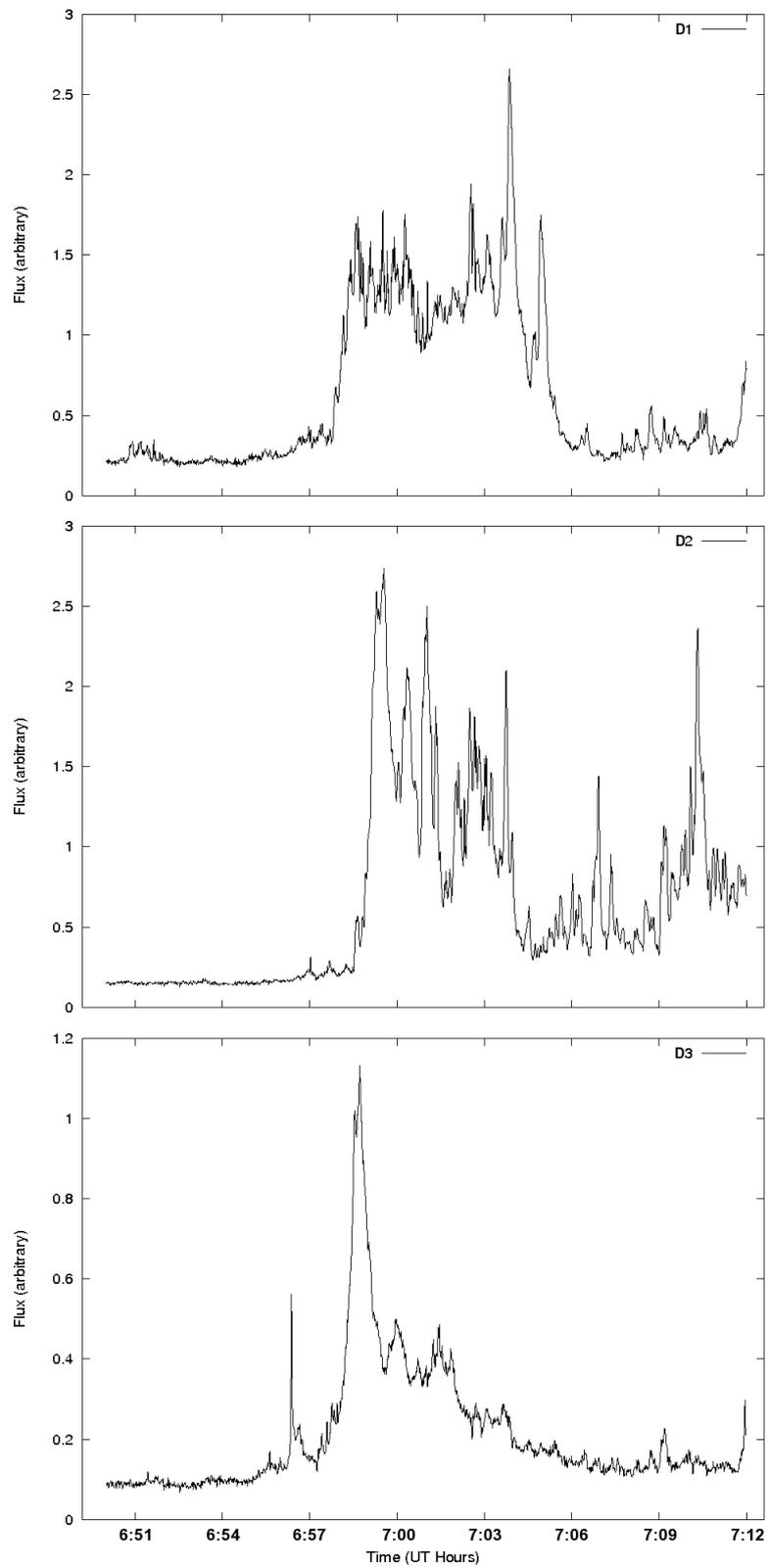


Figura 5.16 - Curvas de luz obtidas a partir dos mapas do GMRT em 611 MHz, correspondente às fontes D1, D2 e D3, associadas à explosão solar observada no intervalo 06:50 – 07:12 UT no dia 26/11/2005.

Tabela 5.4 - Características temporais da explosão em cada uma das fontes

Fonte	Início (UT)	Máximo (UT)	Final
D1	06:58:05	07:03:52	07:05:11
D2	06:58:54	06:59:33	07:04:00
D3	06:58:13	06:58:43	07:01:59
U1	06:58:04	07:01:30	07:04:03
U2	06:57:59	07:01:30	–
U3	06:58:20	07:06:45	–

Como uma forma de quantificar a diferença de comportamento entre as fontes de emissão, foram obtidos os coeficientes de correlação entre as curvas de luz associadas, e o resultado é apresentado na Tabela 5.5. Os resultados apresentados na tabela confirmam o que pode ser verificado visualmente, ou seja, que as fontes U1 e D1 são as que apresentam mais semelhanças de comportamento, com um coeficiente de correlação $\approx 0,79$. Apesar de apresentar uma duração muito menor, a fonte D3 apresenta também uma forte correlação ($\approx 0,71$) com a fonte U1, e conseqüentemente com a fonte D1 ($\approx 0,68$).

Tabela 5.5 - Coeficientes de correlação entre as curvas de luz

Fonte	D1	D2	D3	U1	U2	U3
D1	1.00000	0.61541	0.68216	0.78860	0.59842	0.36955
D2	0.61541	1.00000	0.43178	0.57338	0.54086	0.55713
D3	0.68216	0.43178	1.00000	0.70550	0.52262	0.32184
U1	0.78860	0.57338	0.70550	1.00000	0.63088	0.36221
U2	0.59842	0.54086	0.52262	0.63088	1.00000	0.67612
U3	0.36955	0.55713	0.32184	0.36221	0.67612	1.00000

Este grau de correlação entre as curvas de luz D1 e U1 sugere uma dinâmica semelhante dessas fontes de radiação, e ainda a possibilidade de que as emissões observadas tenham origem no mesmo fenômeno de liberação de energia. Em um dos possíveis cenários para verificar esta hipótese, as posições centrais das regiões identificadas com cada fonte são consideradas como representativas destas fontes e apresentadas na Figura 5.17, sobrepostas ao mapa obtido com o SoHO/EIT em 195 Å, às 06:48 UT, que é o horário mais próximo disponível nos registros de dados do EIT neste comprimento de onda.

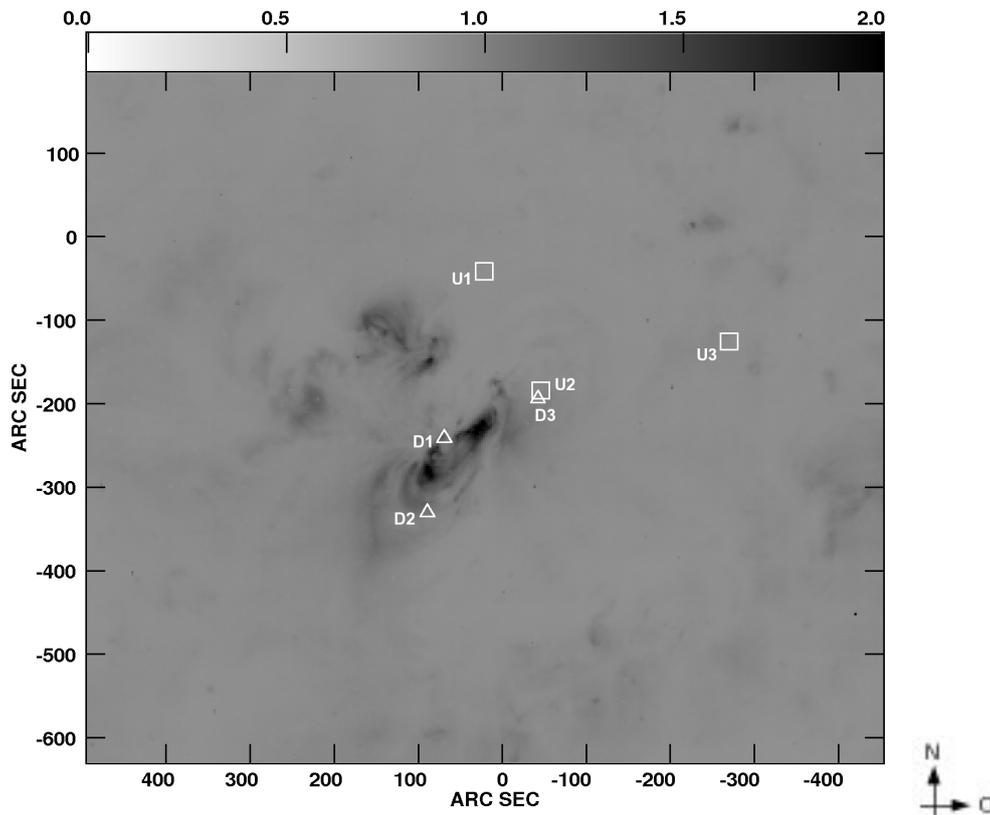


Figura 5.17 - Diagrama mostrando as posições adotadas para as fontes de radiação em 244 MHz (U1, U2 e U3 – quadrados) e 611 MHz (D1, D2 e D3 – triângulos) sobre o mapa obtido com o SoHO/EIT em 195 Å às 06:48:10 UT do dia 26/11/2005.

Uma estimativa da distância entre as fontes representadas na Figura 5.17 pode ser obtida através do cálculo das distâncias entre os centróides das regiões definidas na Tabela 5.3. A distância projetada no plano do céu entre as fontes U1 e D1 é $0,22 R_{\odot}$. Para a obtenção da distância entre estas fontes a partir da distância projetada, foi adotado o modelo de Baumbach-Allen (por exemplo (ASCHWANDEN, 2005)) de variação da densidade eletrônica em função da altura na Coroa solar, que foi multiplicado por um fator $\sim 2,5$ com o objetivo de reproduzir o perfil de densidade sobre uma região ativa, que é maior do que a densidade eletrônica sobre as regiões do disco solar, externas às regiões ativas, devido à maior intensidade do campo magnético.

Supondo ainda que a emissão de radiação nas frequências estudadas ocorre no segundo harmônico da frequência de plasma ambiente, pode-se obter as densidades eletrônicas correspondentes às fontes da emissão observada, através da equação (por

exemplo, McLean e Labrum (1985)):

$$f_p \approx 9 \times 10^{-3} \sqrt{N_e [cm^{-3}]} MHz \quad (5.4)$$

em que,

f_p é a frequência de plasma da fonte de radiação, em MHz, e,

N_e é a densidade eletrônica da fonte de radiação, em cm^{-3} .

A partir da equação 5.4, foram obtidas as densidades eletrônicas correspondentes aos níveis de emissão em 244 MHz ($N_{e,244} = 1,84 \times 10^8 cm^{-3}$) e 611 MHz ($N_{e,611} = 1,15 \times 10^9 cm^{-3}$). Assim, com base no modelo de densidade eletrônica adotado, a distância entre as fontes U1 e D1 foi estimada em aproximadamente $0,297 R_{\odot}$.

Com base nesta estimativa de distância entre as fontes e supondo que a emissão de plasma nas fontes U1 e D1 foi provocada por um feixe de elétrons com velocidade $\sim 0,3 c$, que é o valor normalmente aceito para esta velocidade (MCLEAN; LABRUM, 1985), pode-se obter uma estimativa da posição da região de liberação de energia da explosão. Tal estimativa foi obtida também com base na hipótese simplificadora de que os feixes de elétrons descrevem trajetórias retilíneas no espaço entre as fontes (U1 e D1) e a região de liberação de energia e aceleração do feixe de elétrons. O resultado obtido foi o seguinte:

$$\begin{aligned} d(R_{ac}, D1) &= 0,716d(U1, D1) = 0,213R_{\odot} \\ d(R_{ac}, U1) &= 0,284d(U1, D1) = 0,084R_{\odot} \end{aligned}$$

em que,

$d(X, Y)$ denota a distância entre os pontos X e Y , e,

R_{ac} é a região de liberação de energia, onde ocorre a aceleração do feixe de elétrons.

A partir deste resultado, pode-se estimar que a liberação de energia e aceleração de partículas ocorreu, para esta explosão, a uma altura de $\sim 0,144 R_{\odot}$ ou 100 Mm acima da Fotosfera.

As curvas de luz associadas às fontes U2, U3 e D2, por outro lado, indicam a presença de um mecanismo de aprisionamento das partículas aceleradas na explosão que dão origem aos picos de emissão. Este cenário é evidenciado também pelos mapas de evolução temporal das fontes associadas à explosão, apresentados nas Figuras 5.18 e 5.19.

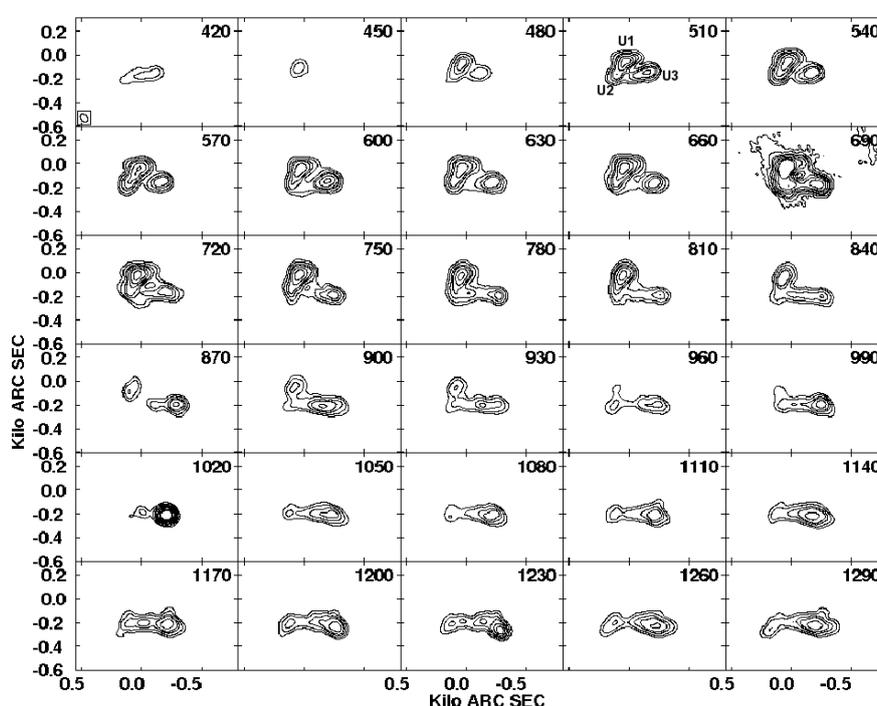


Figura 5.18 - Mapas de contornos mostrando a evolução temporal das fontes de emissão em 244 MHz associadas à explosão estudada. O número no canto superior direito de cada painel equivale ao tempo decorrido (em segundos) após as 06:50:00 UT de 26/11/2005. As posições aproximadas das fontes U1, U2 e U3 estão indicadas no painel 510.

No mapa de 244 MHz, apresentado na Figura 5.18, a fonte U1 apresenta um deslocamento aparente no sentido Sudeste, resultando no aumento do fluxo da fonte U2. Após o pico do evento, representado nesta figura pelo quadro 690, este movimento aparente de U1 fica mais evidente, de forma que a emissão fica logo concentrada nas fontes U2 e U3. Entre estas, há também um movimento aparente, que sugere a

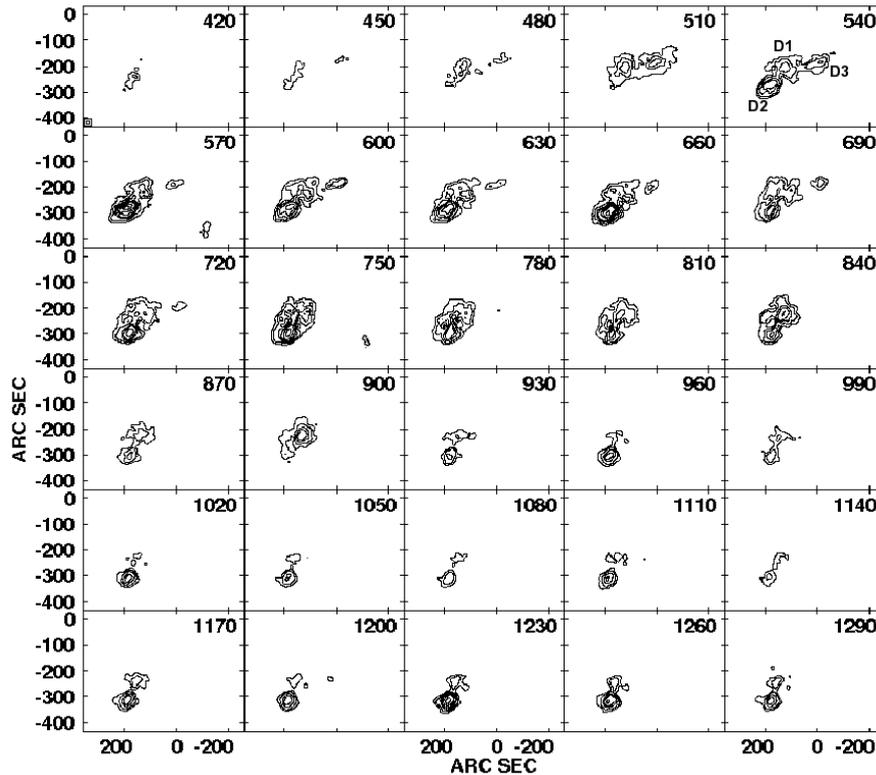


Figura 5.19 - Mapas de contornos mostrando a evolução temporal das fontes de emissão em 611 MHz associadas à explosão estudada. O número no canto superior direito de cada painel equivale ao tempo decorrido (em segundos) após as 06:50:00 UT de 26/11/2005. As posições aproximadas das fontes D1, D2 e D3 estão indicadas no painel 540.

transferência de fluxo entre as regiões U2 e U3.

Este movimento sugere que, conforme proposto por [Willson e Groff \(2008\)](#), o campo magnético conectando as fontes U2 e U3 pode atuar sobre os elétrons acelerados na explosão como um duto condutor e os elétrons, aprisionados nesta estrutura magnética excitam o plasma por um período maior do que nas regiões onde não há aprisionamento. Este cenário pode explicar ainda os diversos picos impulsivos nas curvas de luz de U2 e U3.

No caso do mapa de 611 MHz, apresentado na Figura 5.19, o movimento das fontes é menor, e as fontes D1 e D3 desaparecem logo após o pico de emissão, representado na figura pelo quadro 570. A emissão passa a ser dominada pela fonte D2, cuja posição apresenta uma leve oscilação na direção SE-NO, em torno da posição $(-300'', 200'')$ com relação ao centro do disco solar. Esta oscilação indica, como no caso de 244

MHz, o aprisionamento das partículas energéticas, produzindo os picos impulsivos também observados na curva de luz de D2.

O cenário de aprisionamento das partículas em linhas de campo fechado é ainda reforçado pela posição relativa entre as fontes e as estruturas do campo magnético reveladas pelos mapas do GMRT em 244 MHz apresentado na Figura 5.13 e do EIT em 195 Å apresentado na Figura 5.17. A posição coincide com o topo de um loop, de acordo com o cenário apresentado, inferido a partir da análise das imagens em rádio. De forma similar, a fonte U2 encontra-se próxima ao topo de um loop, e o alinhamento entre U2 e U3 parece coincidir com a projeção do loop, também de acordo com o cenário proposto.

5.2.4 Análise temporal dos dados do GMRT em 244 e 611 MHz

A verificação quantitativa deste cenário proposto foi feita através da análise de periodicidades, utilizando transformada *Morlet Wavelet*, segundo o método desenvolvido pela Dra. Hana Mészárosóvá e pelo Dr. Ján Rybák e descrito por exemplo em (MÉSZÁROSOVÁ et al., 2005; MÉSZÁROSOVÁ et al., 2006). Esta análise foi realizada e cedida pela Dra. Hana Mészárosóvá. As Figuras 5.20 e 5.21 correspondem aos espectros de potência *Wavelet* de cada uma das fontes em 244 e 611 MHz, respectivamente, onde também estão representados os períodos encontrados em cada uma das curvas de luz.

Conforme indicado nas Figuras 5.20 e 5.21, apenas a fonte U3 não apresenta nenhuma periodicidade no intervalo de períodos avaliados (32 a 512 s). Entre as demais fontes, U1, U2 e D2 apresentam exatamente o mesmo período, 214,8 s, enquanto a fonte D1 apresenta um período ligeiramente maior, de 283,4 s, e a fonte D3 apresenta dois períodos, ambos menores, de 93,5 e 187,0 s. O período de 93,5 s, contudo, não será considerado nessa análise pois além de ser um harmônico do sinal de 187,0 s, sua intensidade está no limiar de detecção, o que reduz a confiabilidade deste sinal.

Os sinais de periodicidade encontrados nos demais espectros *Wavelet* têm sua origem mais provável em modos de oscilação estacionários das estruturas do campo magnético solar. Neste caso, conforme discutido em detalhes por Aschwanden (2005), o período das oscilações, P , está relacionado à extensão do arco magnético, l , e à temperatura, T , através da equação:

Tabela 5.6 - Possíveis extensões das fontes de sinais periódicos

Fonte	Período (s)	l (km) ($T = 4$ MK)	l (km) ($T = 9$ MK)
U1	214,8	31575,6	47363,4
U2	214,8	31575,6	47363,4
U3	–	–	–
D1	283,4	41659,8	62489,7
D2	214,8	31575,6	47363,4
D3	187,0	27489,0	41233,5

$$P \approx \frac{2l}{jc_s} = \frac{2l}{147\sqrt{T}} \quad (5.5)$$

em que,

P é o período das oscilações, em segundos,

l é a extensão do arco magnético, em km,

j é o índice harmônico das oscilações, considerado igual a 1 nesta análise para estimar a extensão da maior estrutura associada aos períodos observados, e

c_s é a velocidade do som no interior do arco magnético, que é função da temperatura, T , e pode ser aproximada por $c_s = 147\sqrt{T[MK]}$.

Desta forma, supondo que as temperaturas possíveis para a região onde ocorreu esta explosão estão na faixa entre 4 e 9 MK, os valores obtidos para l são apresentados na Tabela 5.6.

Estes resultados indicam a presença de estruturas magnéticas de grande escala associados a uma explosão solar de baixa energia em raios-X moles. A investigação da evolução temporal e da morfologia das fontes revelou fontes de emissão em rádio com características diferentes, que foram associadas à propagação livre ou ao aprisionamento dos elétrons associados à emissão nas frequências de rádio correspondentes. No entanto, não foi possível afirmar sobre os mecanismos de emissão ou a distribuição de velocidades destes elétrons, apesar da indicação de que a emissão em 244 e 611 MHz está associada a uma distribuição não-térmica de elétrons, devido ao

caráter impulsivo das curvas de luz associadas à explosão e suas escalas de tempo. Além disso, o pico de emissão em UVE ocorreu cerca de 30 minutos após o pico de emissão nas rádio frequências estudadas, de forma que as escalas temporais dominantes nos processos de emissão em rádio são muito mais curtas, indicando também consistência com processos não-térmicos de transporte de energia.

Caso houvesse disponibilidade de dados de raios-X duros, de outras frequências em rádio, assim como de imagens em H- α , o cenário proposto neste trabalho poderia ser comprovado observacionalmente. Assim, a sua continuidade através de observações de eventos semelhantes, com uma cobertura maior em frequências, pode levar à obtenção de resultados importantes relacionados a explosões de baixa energia e estruturas magnéticas de grande escala na Coroa solar.

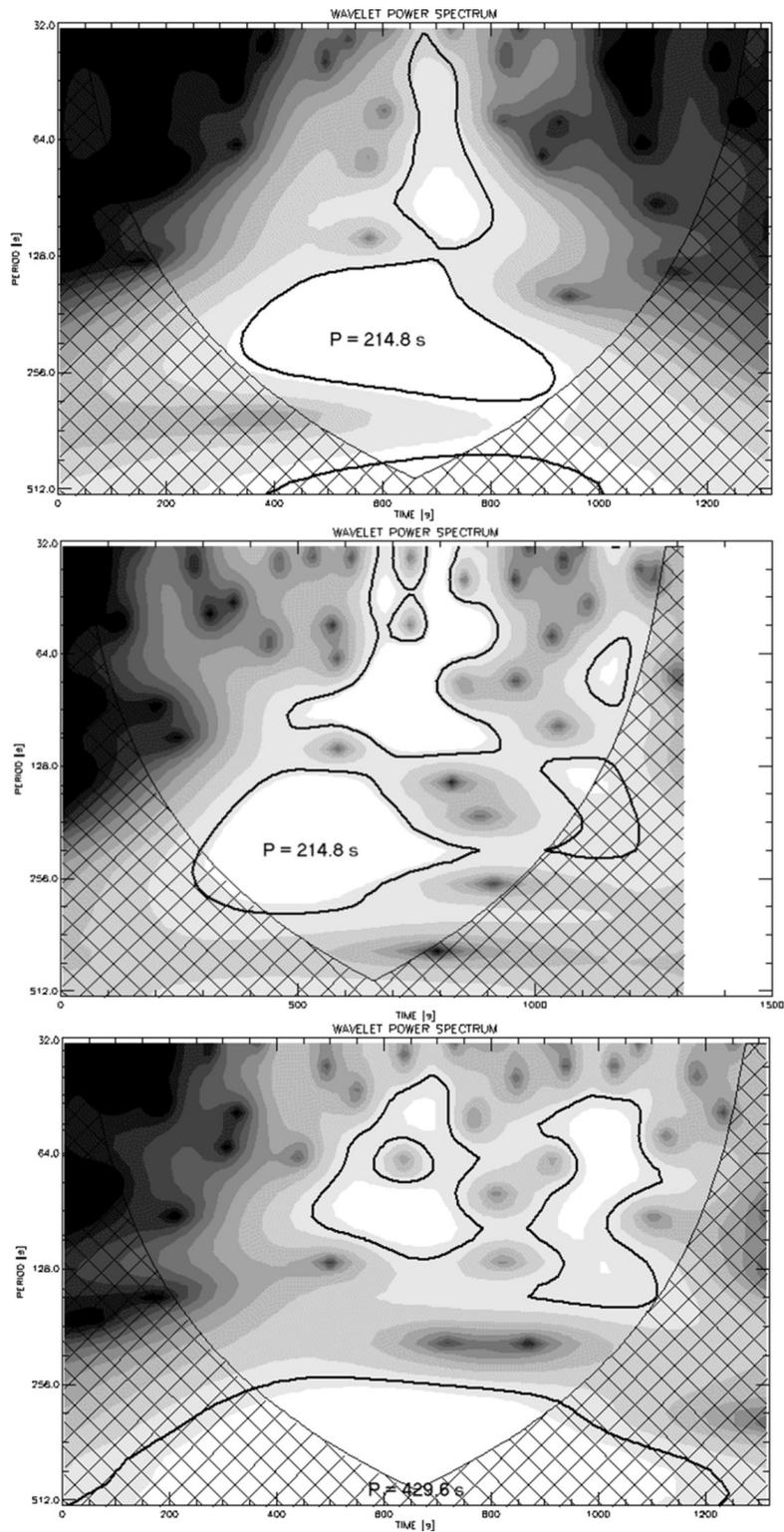


Figura 5.20 - Espectros de potência *Wavelet* referentes às curvas de luz das fontes U1 (acima), U2 (meio) e U3 (abaixo). O tempo em segundos relativo ao início da curva de luz, às 6:50:01 UT, é representado no eixo horizontal, enquanto o intervalo de períodos avaliados é representado no eixo vertical. Os períodos encontrados, estão representados sobre as regiões correspondentes em cada um dos espectros.

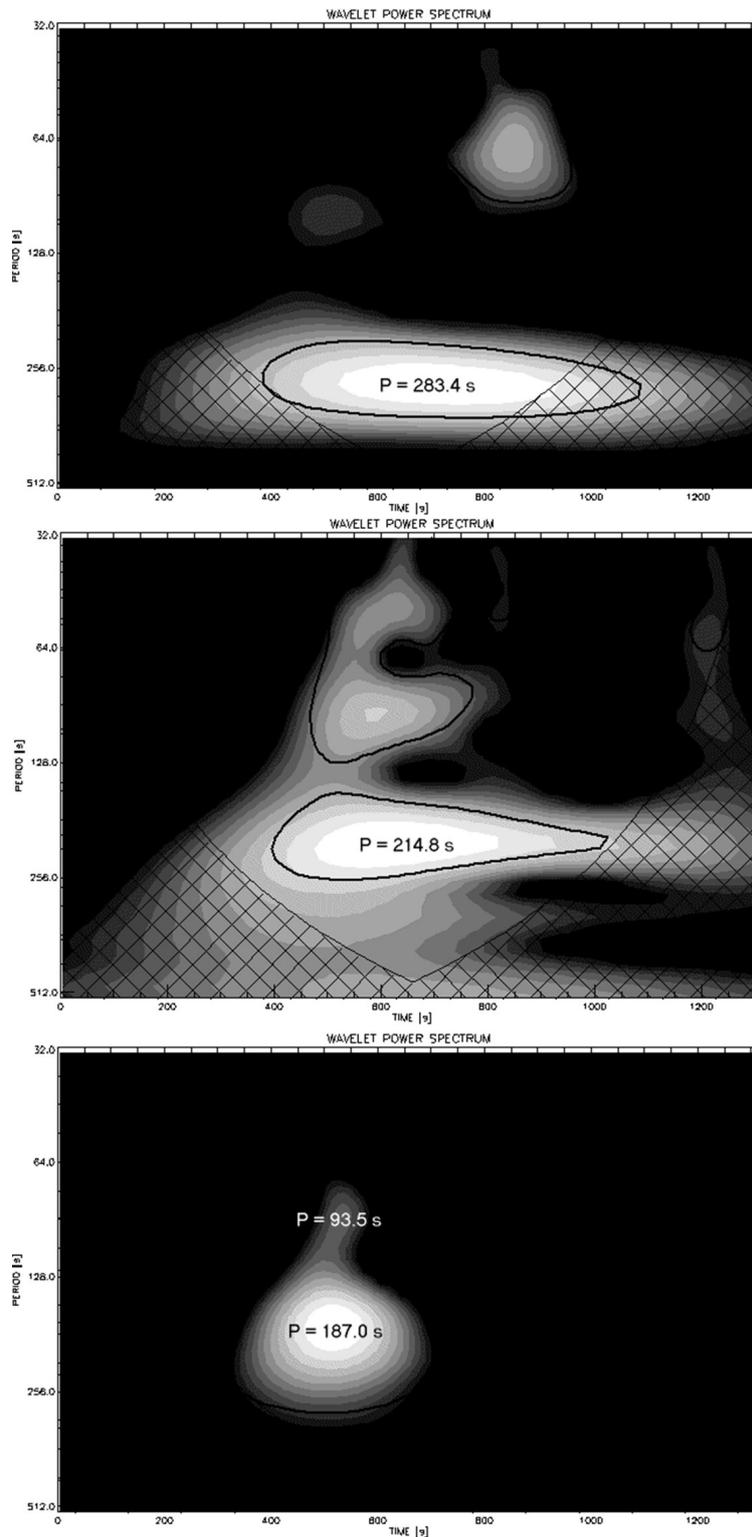


Figura 5.21 - Espectros de potência *Wavelet* referentes às curvas de luz das fontes D1 (acima), D2 (meio) e D3 (abaixo). O tempo em segundos relativo ao início da curva de luz, às 6:50:01 UT, é representado no eixo horizontal, enquanto o intervalo de períodos avaliados é representado no eixo vertical. Os períodos encontrados, estão representados sobre as regiões correspondentes em cada um dos espectros.

6 UM NOVO MÉTODO PARA CALIBRAÇÃO DE DADOS INTERFEROMÉTRICOS

O problema da calibração de dados interferométricos, que é discutido em detalhes em (FOMALONT; PERLEY, 1999), consiste na determinação dos parâmetros de operação do instrumento que fazem com que as visibilidades observadas, \tilde{V}_{ij} , se desviem das visibilidades verdadeiras da fonte estudada, V_{ij} .

No caso mais simples, fontes celestes pontuais para o instrumento são observadas por interferômetros com capacidade para ajustar os atrasos instrumentais (que definem a direção de referência \mathbf{s}_0 , também denominada direção do centro de rastreo de fase) a cada instante das observações, através dos processos denominados rastreo de fase (“phase tracking”) e travamento de franjas (“fringe stopping”), que são discutidos por exemplo em (TAYLOR et al., 1999).

Por definição, as fases das visibilidades complexas verdadeiras de uma fonte pontual cuja posição coincide com o centro de rastreo de fase têm valor zero, enquanto as amplitudes têm valor proporcional ao fluxo total da radiação emitida pela fonte. Este é o caso ideal, que é convenientemente utilizado como referência para calibrar as medidas realizadas com interferômetros. Neste caso, os ganhos de amplitude e fase em cada linha de base serão simplesmente os desvios das medidas destas grandezas com relação aos valores de amplitude e fase das visibilidades verdadeiras da fonte calibradora a cada instante das observações.

No sistema atual do correlacionador do BDA (ver Capítulo 3), contudo, o centro de rastreo de fase é ajustado apenas uma vez durante cada varredura (em geral para coincidir com a direção da posição da fonte observada no instante central da varredura). Assim, a direção da posição da fonte varia com relação à direção do centro de rastreo de fase, implicando uma variação das fases das visibilidades complexas ao longo das varreduras do correlacionador.

Por outro lado, uma vez que as antenas do BDA podem ser operadas no modo de rastreo, é possível rastrear as fontes de modo que estejam sempre próximas à direção de resposta máxima do padrão de potência das antenas, o que implica em amplitudes aproximadamente constantes, apesar da variação em fase. Por este motivo, será dada ênfase, ao longo deste capítulo, à calibração das fases das visibilidades observadas com o BDA.

Neste caso, há necessidade de modelar a variação das fases, a partir do conhecimento dos instantes de cada aquisição de dados, do comprimento das linhas de base, da frequência de observação e principalmente da posição da fonte observada. A partir do modelo obtido, o problema de determinação dos ganhos de fase em cada linha de base se reduz ao caso anterior, sendo simplesmente a diferença entre as fases observadas e aquelas previstas no modelo.

Apesar da obtenção dos ganhos de fase em cada linha de base através do processo descrito, as causas para os desvios das visibilidades observadas com relação ao modelo são, em geral, anteriores à correlação e associados, pois, a particularidades do funcionamento dos receptores de cada uma das antenas que compõem o arranjo, o que requer a determinação de ganhos associados a cada uma das antenas. A partir dos ganhos nas linhas de base formadas com uma dada antena, é possível determinar os ganhos associados ao funcionamento daquela antena, como será descrito adiante neste capítulo.

Outra particularidade do sistema atual do BDA, operando com apenas 5 antenas de 4 m de diâmetro, é a limitação em sensibilidade. O protótipo do arranjo foi desenvolvido para ser testado principalmente através de observações solares, de modo que podem ser observados apenas os calibradores Cygnus-A e Taurus-A, que são os mais intensos entre os calibradores visíveis a partir do hemisfério Sul.

No entanto, mesmo em um telescópio com alta sensibilidade (por exemplo o GMRT), a observação de calibradores padrão – aqueles extraídos dos catálogos de fontes calibradoras celestes, dos quais a lista mais extensa é proveniente de levantamentos realizados utilizando o VLA (VLA, 2003b) – em geral pode levar a resultados equivocados em observações solares, já que as fontes compactas mais intensas já catalogadas apresentam fluxos cerca de 6 ordens de grandeza inferiores aos do Sol. Devido a esta grande diferença de fluxo, os componentes eletrônicos que compõem o receptor de um telescópio podem operar em regimes distintos para observações solares e não-solares, surgindo a necessidade de se atenuar os sinais provenientes do Sol. Tanto a inserção de atenuação sem garantia de estabilidade de fase quanto a operação fora da faixa dinâmica dos componentes dos receptores podem inserir erros nas medidas (sobretudo nas fases das visibilidades) que são difíceis de caracterizar.

Como uma alternativa a estes problemas, foi proposta a observação de satélites de GPS como fontes calibradoras. As órbitas destes satélites (~ 20200 km) são altas

o suficiente para que eles estejam no campo distante do feixe sintetizado do BDA ($h > 245$ km, onde h é a distância mínima para que a aproximação de campo distante¹ seja válida para a maior linha de base do BDA, em 1575 MHz) e também para que, dadas as dimensões dos transmissores, eles possam ser considerados fontes pontuais (dada a resolução do BDA em 1575 MHz, qualquer fonte com dimensões inferiores a 17 km é pontual na distância correspondente à altitude das órbitas dos satélites de GPS). Além disso, a potência dos sinais de rádio na superfície da Terra é de -166 e -160 dBW – $1 \text{ dBW} = 10 \times \log P$, em que P é a potência do sinal em Watts (W) (RIZOS, 1999) –, respectivamente nas frequências 1227,60 MHz e 1575,42 MHz, sendo a segunda bastante próxima da frequência de 1,6 GHz, na qual a maior parte das observações solares com o protótipo do BDA é realizada. Para comparação com a potência do Sol, um sinal com fluxo específico de 1 UFS integrado ao longo da largura de banda de 2,5 MHz do receptor do PBDA é equivalente a -156 dBW. Estas características levam à formulação da hipótese de que os satélites de GPS podem ser as melhores fontes disponíveis atualmente para a calibração de observações solares interferométricas em torno de 1 GHz.

Este processo de calibração é complementar ao que é realizado atualmente nas observações com o PBDA no modo trânsito, uma vez que destina-se à calibração de observações no modo de rastreamento. Por possuírem aplicações diferentes, não é possível comparar os resultados de calibração obtidos a partir destes métodos. A calibração de observações interferométricas no modo trânsito possui uma metodologia própria, descrita em detalhes por Sawant et al. (2005) e que está fora do escopo deste trabalho.

Neste capítulo, as etapas do procedimento desenvolvido para a calibração das visibilidades complexas do BDA através de observações de satélites de GPS serão apresentadas em detalhes. A viabilidade de aplicação deste método de calibração é demonstrada através dos resultados obtidos em observações solares realizadas com o BDA entre os dias 24 e 28 de Setembro de 2007 – um período de interesse particular também para os testes do BDA por ser próximo ao Equinócio de Primavera.

¹Para uma antena de diâmetro D , a aproximação de campo distante é válida para a recepção dos sinais provenientes de fontes de radiação localizadas a distâncias da antena maiores do que D^2/λ (λ é o comprimento de onda da radiação). Esta é a região onde, para efeitos práticos, a distribuição angular do campo de radiação independe da distância entre a fonte e a antena.

6.1 Etapas da calibração

O processo de calibração das fases do BDA a partir de observações de satélites de GPS tem como principais etapas (Figura 6.1):

- a) Determinação da variação da posição do satélite no céu em um sistema de coordenadas esféricas fixo na linha de base, tal que o valor do atraso geométrico seja função apenas do ângulo formado entre a direção da posição da fonte e o plano perpendicular à direção da linha de base.
- b) Obtenção de um conjunto de fases teóricas a partir da variação de fase associada à variação da posição do satélite obtida em (i).
- c) Obtenção da dispersão em fase com relação ao modelo, através da subtração do conjunto de fases teóricas das fases das visibilidades medidas.
- d) Determinação dos ganhos de fase em cada linha de base e aplicação para o cálculo dos ganhos de fase independentes para cada antena.

Nas seções a seguir, é apresentada uma descrição detalhada do procedimento associado a cada uma destas etapas.

6.2 Coordenadas dos satélites

A construção do modelo de variação das fases das visibilidades complexas em observações de satélites de GPS requer o conhecimento das suas órbitas, o que leva à determinação das posições dos satélites como função do tempo, durante o período das observações.

O *software* de efemérides “XEphem”² é utilizado para a determinação das órbitas dos satélites de GPS nas observações com o BDA, a partir de arquivos de coordenadas frequentemente atualizados e disponíveis no endereço eletrônico <http://celestrak.com/NORAD/elements/gps-ops.txt>. As posições são calculadas através da estimativa TLE (do inglês, “Two Line Elements”), cuja precisão é limitada a minutos de arco, conforme discutido por Chan e Navarro (2001) e Liu et al. (2007). Além de determinar as posições de apontamento das antenas adequadas ao rastreamento da fonte, as órbitas são utilizadas também na construção do modelo de variação das fases.

²<http://www.clearkyinstitute.com/xephem/>

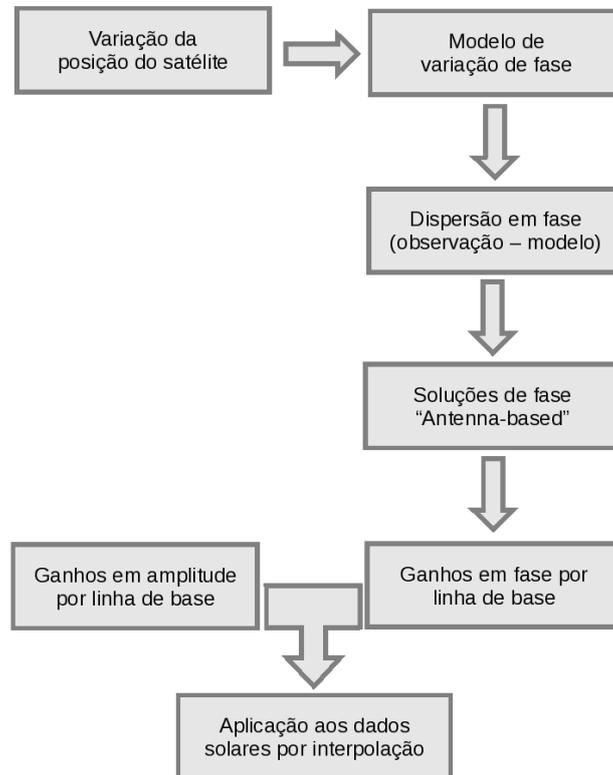


Figura 6.1 - Fluxograma mostrando as etapas do processo de calibração dos dados do BDA a partir de observações de satélites de GPS.

O sistema de rastreamento utilizado para controlar o movimento das antenas do BDA é baseado no sistema horizontal de coordenadas (azimute – az – e elevação – el). O sistema horizontal padrão de coordenadas – com a origem do azimute na direção do Norte geográfico – foi utilizado na construção do modelo, de forma que as coordenadas fornecidas pelo XEphem, também no sistema horizontal, podem ser utilizadas diretamente.

Utilizando um sistema de coordenadas cartesianas com eixos x, y, z coincidentes com as direções Leste, Norte e Zenital (ver Figura 6.2), respectivamente, e definindo o ângulo distância zenital (dz), relacionado à elevação na forma $dz = 90^\circ - el$, a posição de um ponto (x, y, z) pode ser escrita em função de az e dz , na forma:

$$\begin{aligned}
x &= \text{sen } dz \text{ sen } az \\
y &= \text{sen } dz \text{ cos } az \\
z &= \text{cos } dz
\end{aligned}
\tag{6.1}$$

A partir das coordenadas locais, é feita uma transformação de coordenadas para determinar a posição da fonte em um sistema atrelado à linha de base. Considerando um par de antenas posicionadas sobre a direção Leste-Oeste, definimos um ângulo θ' , com origem na direção Leste, conforme mostra a Figura 6.2. Cada valor de θ' define na superfície da esfera celeste uma circunferência sobre a qual todos os pontos estão associados a um mesmo valor de atraso geométrico entre os sinais recebidos pelas duas antenas. O ângulo ϕ é definido apenas para representar de forma completa a posição das fontes celestes neste sistema de coordenadas, não sendo incluído no cálculo do atraso geométrico. Neste sistema, a posição da fonte é dada pelos ângulos θ – o complemento de θ' – e ϕ – o ângulo que a direção da fonte faz com a direção Norte-Sul sobre o plano do meridiano local, com origem no Norte. Neste sistema, as coordenadas (x, y, z) de um ponto na esfera celeste podem ser escritas como:

$$\begin{aligned}
x &= \text{sen } \theta \\
y &= \text{cos } \theta \text{ cos } \phi \\
z &= \text{cos } \theta \text{ sen } \phi
\end{aligned}
\tag{6.2}$$

Dados os dois sistemas de coordenadas e as transformações para o sistema cartesiano x, y, z , podemos obter as transformações diretas do sistema de coordenadas (θ, ϕ) para o sistema (az, el) :

$$\begin{aligned}
\text{sen } \theta &= \text{cos } el \text{ sen } az \\
\tan \phi &= \frac{\tan el}{\text{cos } az}
\end{aligned}
\tag{6.3}$$

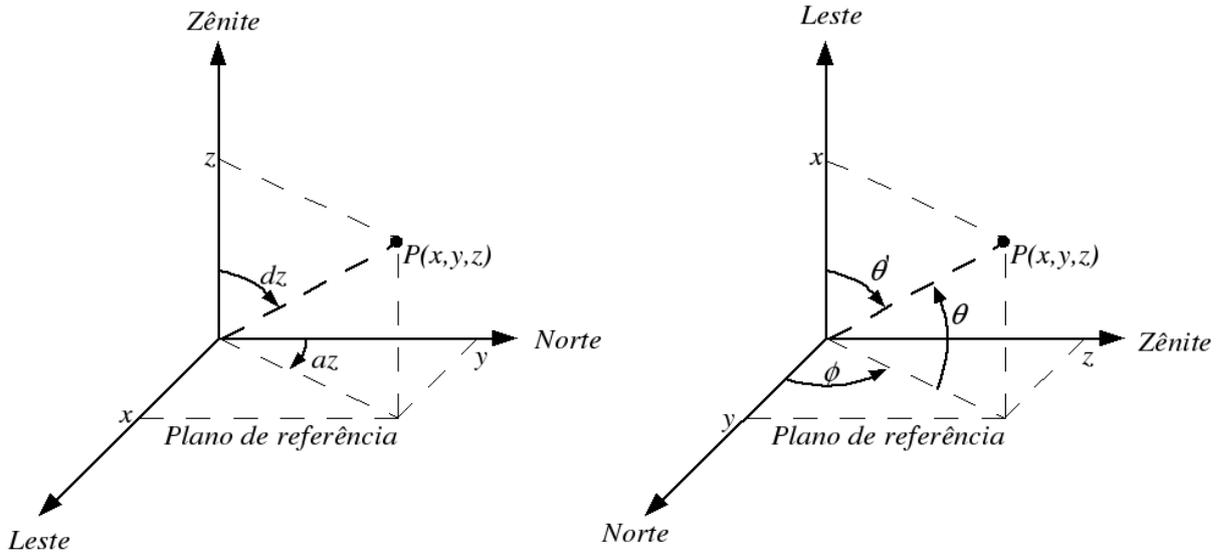


Figura 6.2 - Sistemas de coordenadas utilizados na modelagem: az, dz (à esquerda) e θ, ϕ (à direita)

6.3 Variação da fase do interferômetro

No sistema de coordenadas descrito na seção 6.2, a diferença de caminho entre os sinais que chegam a diferentes antenas – ou seja, o atraso geométrico – é a mesma para todos os valores de ϕ quando o ângulo θ é mantido constante. Desta forma, de acordo com o desenvolvimento apresentado no Capítulo 2, o atraso geométrico é função apenas de θ , e as fases das visibilidades complexas são dadas por:

$$\Phi_{ij}(\theta) = \arg \left(\exp \left(i2\pi\nu \frac{D_{ij}}{c} \text{sen } \theta \right) \right) \quad (6.4)$$

em que,

θ é o ângulo formado entre a direção da fonte e o plano Norte-Zênite representado na Figura 6.2,

ν é a frequência central das observações,

D_{ij} é o comprimento da linha de base formada pelas antenas i e j .

Este é o caso dos interferômetros mais simples, em que não há rastreamento de fase e travamento de franjas, ou quando os atrasos instrumentais são ajustados para ter

valor nulo, e as fases são computadas com a direção zenital como referência.

Por outro lado, quando os atrasos instrumentais são ajustados para valores diferentes de zero e inseridos pelo correlacionador no sinal digitalizado da banda base, os sinais apresentados na equação 2.12, tornam-se:

$$\begin{aligned}\tilde{v}_1 &= A_1 e^{i2\pi\nu(t-\tau_g)} \\ \tilde{v}_2 &= A_2 e^{i2\pi(\nu t - \nu_{BB}\tau_i)}\end{aligned}\quad (6.5)$$

em que,

ν_{BB} é a frequência do sinal da banda base, ou seja, após todos os estágios de conversão de frequência,

τ_i é o atraso instrumental inserido no sinal da antena 2 para que os sinais coletados pelas duas antenas sejam correlacionados em fase.

Assim, através do cálculo da correlação entre os sinais, $\langle \tilde{v}_1 \tilde{v}_2^* \rangle$, a equação 6.4 se torna:

$$\Phi_{ij}(\theta) = \arg \left(\exp \left(i2\pi \left[\nu_{BB} \frac{D_{ij}}{c} \text{sen } \theta_0 - \nu \frac{D_{ij}}{c} \text{sen } \theta \right] \right) \right) \quad (6.6)$$

em que foram feitas as substituições:

$$\begin{aligned}\tau_i &= \frac{D_{ij}}{c} \text{sen } \theta_0 \\ \tau_g &= \frac{D_{ij}}{c} \text{sen } \theta\end{aligned}\quad (6.7)$$

e θ_0 é o ângulo associado à direção de referência \mathbf{s}_0 , conforme o sistema de coordenadas apresentado no Capítulo 2.

O efeito dos atrasos instrumentais é que as fases são computadas com relação ao ângulo de referência de fase, θ_0 . Contudo, a inserção de atrasos instrumentais é feita no correlacionador, onde a frequência do sinal foi convertida para a banda base.

No caso do sistema de conversão de frequências do BDA, $\nu_{BB} = 0$ (ver capítulo 3), então a fase em função do ângulo θ é obtida através da equação 6.4.

6.4 Dispersão em fase e ganhos de calibração

A obtenção do modelo de variação de fase associada à trajetória do satélite de GPS permite a determinação da dispersão em fase das visibilidades observadas. Denotando a fase observada por $\tilde{\Phi}_{ij}$ e a fase do modelo por Φ_{ij} , podemos representar $\tilde{\varphi}_{ij}$, o desvio de $\tilde{\Phi}_{ij}$ com relação a Φ_{ij} :

$$\tilde{\varphi}_{ij}(t) = \tilde{\Phi}_{ij}(t) - \Phi_{ij}(t) \quad (6.8)$$

A dependência temporal das variáveis, explicitada na equação 6.8, será omitida daqui em diante para simplificar a notação.

Para fontes calibradoras pontuais, o valor teórico do desvio das fases com relação ao modelo é, $\varphi_{ij} = 0$. O valor de $\tilde{\varphi}_{ij}$ corresponde, portanto, ao ganho de fase em cada linha de base. Contudo, conforme mencionado, os erros normalmente associados aos desvios da visibilidade observada com relação à visibilidade verdadeira são anteriores à correlação e portanto independentes para cada antena. Assim, é conveniente escrever $\tilde{\varphi}_{ij}$ em função dos ganhos em cada uma das antenas:

$$\tilde{\varphi}_{ij} = \phi_i - \phi_j + \phi_{ij} \quad (6.9)$$

em que

ϕ_i é o ganho independente na antena i ,

ϕ_j é o ganho independente na antena j ,

ϕ_{ij} é a fase residual na linha de base ij , que pode ser considerada nula de acordo com a discussão apresentada por [Fomalont e Perley \(1999\)](#).

Os ganhos independentes em cada uma das antenas, ϕ_i , podem ser estimados através do método de mínimos quadrados, amplamente discutido na literatura, por exemplo

Bevington e Robinson (1992). A distribuição χ^2 no caso do arranjo de 5 antenas do BDA pode ser escrita como:

$$\begin{aligned}
\chi^2 \propto & \sum_t (\tilde{\varphi}_{12} - \phi_1 + \phi_2 - \phi_{12})^2 + \sum_t (\tilde{\varphi}_{13} - \phi_1 + \phi_3 - \phi_{13})^2 \\
& + \sum_t (\tilde{\varphi}_{14} - \phi_1 + \phi_4 - \phi_{14})^2 + \sum_t (\tilde{\varphi}_{15} - \phi_1 + \phi_5 - \phi_{15})^2 \\
& + \sum_t (\tilde{\varphi}_{23} - \phi_2 + \phi_3 - \phi_{23})^2 + \sum_t (\tilde{\varphi}_{24} - \phi_2 + \phi_4 - \phi_{24})^2 \\
& + \sum_t (\tilde{\varphi}_{25} - \phi_2 + \phi_5 - \phi_{25})^2 + \sum_t (\tilde{\varphi}_{34} - \phi_3 + \phi_4 - \phi_{34})^2 \\
& + \sum_t (\tilde{\varphi}_{35} - \phi_3 + \phi_5 - \phi_{35})^2 + \sum_t (\tilde{\varphi}_{45} - \phi_4 + \phi_5 - \phi_{45})^2 \quad (6.10)
\end{aligned}$$

Na equação 6.10, t indica que a soma é realizada ao longo do tempo das observações. Aplicando a condição de minimização dos parâmetros ϕ_i , isto é, que as derivadas parciais de χ^2 com relação a ϕ_i devem ser nulas onde χ^2 é mínimo, e considerando que os termos ϕ_{ij} têm valor nulo, são obtidas as equações de calibração do sistema:

$$\begin{aligned}
4\phi_1 - \phi_2 - \phi_3 - \phi_4 - \phi_5 &= \tilde{\varphi}_{12} + \tilde{\varphi}_{13} + \tilde{\varphi}_{14} + \tilde{\varphi}_{15} \\
-\phi_1 + 4\phi_2 - \phi_3 - \phi_4 - \phi_5 &= -\tilde{\varphi}_{12} + \tilde{\varphi}_{23} + \tilde{\varphi}_{24} + \tilde{\varphi}_{25} \\
-\phi_1 - \phi_2 + 4\phi_3 - \phi_4 - \phi_5 &= -\tilde{\varphi}_{13} - \tilde{\varphi}_{23} + \tilde{\varphi}_{34} + \tilde{\varphi}_{35} \\
-\phi_1 - \phi_2 - \phi_3 + 4\phi_4 - \phi_5 &= -\tilde{\varphi}_{14} - \tilde{\varphi}_{24} - \tilde{\varphi}_{34} + \tilde{\varphi}_{45} \\
-\phi_1 - \phi_2 - \phi_3 - \phi_4 + 4\phi_5 &= -\tilde{\varphi}_{15} - \tilde{\varphi}_{25} - \tilde{\varphi}_{35} - \tilde{\varphi}_{45} \quad (6.11)
\end{aligned}$$

A solução do sistema de equações 6.11 é um vetor de componentes $\phi_1, \phi_2, \phi_3, \phi_4$ e ϕ_5 , que simultaneamente minimizam o valor de χ^2 em cada uma das amostras coletadas. Os termos de deslocamento em cada linha de base podem ser estimados através de $\tilde{\varphi}_{ij} - \phi_i + \phi_j$.

Os ganhos obtidos através deste procedimento são válidos para as varreduras das fontes calibradoras. Para as fontes de interesse, os ganhos são estimados através da interpolação dos ganhos obtidos em varreduras de fontes calibradoras adjacentes às

varreduras da fonte de interesse. Por este motivo, as varreduras da fonte de interesse em uma observação devem sempre ser precedidas e sucedidas por varreduras de uma fonte calibradora. Este procedimento é baseado na hipótese de que o comportamento dos componentes eletrônicos do telescópio, assim como da atmosfera, varia de forma contínua. Por este motivo, é importante editar os dados para remover quaisquer discontinuidades ou variações abruptas nas fases ou amplitudes antes da calibração.

Para a calibração das amplitudes, o procedimento usual é análogo, com a diferença de que os ganhos independentes por antena se multiplicam ao invés de se somar para formar os ganhos em amplitude em cada linha de base. Assim, é necessário linearizar as equações de amplitude antes de aplicar o método de mínimos quadrados para estimar as soluções de calibração.

No entanto, como o objetivo principal deste trabalho é a calibração das fases, foi adotado um procedimento mais simples, no qual os ganhos em cada uma das linhas de base são obtidos diretamente através da normalização das amplitudes para que se ajustem ao fluxo esperado dos satélites. Os coeficientes utilizados nesta normalização são também interpolados para os instantes de observação da fonte de interesse, e aplicados diretamente às visibilidades.

6.5 Aplicação da calibração

De acordo com a equação de calibração (equação 4.1), os ganhos são aplicados sobre as visibilidades de forma multiplicativa. Em particular, o valor das visibilidades verdadeiras, V_{ij} é obtido a partir das visibilidades observadas, \tilde{V}_{ij} , e dos ganhos em cada linha de base, \mathcal{G}_{ij} , através de:

$$V_{ij} = \frac{\tilde{V}_{ij}}{\mathcal{G}_{ij}} \quad (6.12)$$

Pode-se então fazer as substituições

$$\begin{aligned} \tilde{V}_{ij} &= \tilde{A}_{ij} e^{i\tilde{\varphi}_{ij}} \\ \mathcal{G}_{ij} &= g_{ij} e^{i(\phi_i - \phi_j + \phi_{ij})} \end{aligned} \quad (6.13)$$

em que,

\tilde{A}_{ij} é a amplitude observada na linha de base formada pelas antenas i e j , e,

g_{ij} é o ganho em amplitude associado à linha de base ij .

Desta forma, as visibilidades calibradas em cada linha de base ij são dadas por:

$$V_{ij} = \frac{\tilde{A}_{ij}}{g_{ij}} e^{i[\varphi_{ij} - (\phi_i - \phi_j + \phi_{ij})]} \quad (6.14)$$

em que é importante lembrar que os valores de ϕ_i , ϕ_j e ϕ_{ij} foram obtidos durante o processo de calibração, sendo os melhores estimadores para os termos $\tilde{\varphi}_{ij}$, de modo que as fases das visibilidades calibradas não são necessariamente nulas. No entanto, os resultados obtidos nas fontes calibradoras podem ser utilizados como qualificadores da calibração, que é melhor quanto mais as fases calibradas das fontes calibradoras se aproximam de zero.

6.6 Testes preliminares com o BDA

Com o objetivo de realizar testes preliminares e assim verificar a viabilidade da aplicação do método às observações com o BDA, foram realizadas diversas observações de satélites de GPS no período entre Maio e Setembro de 2007. Ao todo, foram realizadas cerca de 20 horas de observações de satélites de GPS, das quais as menos sujeitas a falhas instrumentais, interferência ou outros fatores que afetam a qualidade dos dados foram selecionadas por inspeção visual para utilização no desenvolvimento do método são apresentadas de forma sintética na Tabela 6.1.

Tabela 6.1 - Resumo das observações de satélites de GPS com o BDA

Data (2007)	Satélite	Intervalo de tempo (hora local)
21/05	BIIA-21 (PRN 09)	10:04 – 10:58
24/05	BIIA-21 (PRN 09)	10:23 – 11:16
31/05	BIIA-21 (PRN 09)	10:38 – 11:31
13/07	BIIA-21 (PRN 09)	09:51 – 10:44
13/07	BIIA-22 (PRN 05)	12:02 – 12:55
16/08	BIIA-16 (PRN 01)	15:45 – 16:22

As observações foram realizadas no modo de rastreamento, e os atrasos instrumentais foram ajustados para o valor zero por simplicidade, para utilizar o zênite como referência de fase. A atenuação em cada uma das antenas foi ajustada para que os sinais tivessem níveis aproximadamente iguais na entrada do correlacionador, dentro da sua faixa ideal de operação.

Os arquivos de dados são ordenados na forma de matrizes de 22 colunas, das quais as primeiras 20 correspondem às partes real e imaginária das visibilidades complexas, em ordem crescente do número da linha de base (real(1x2), imag(1x2), real(1x3), imag(1x3)... real(4x5), imag(4x5) – onde os números identificam as 5 antenas do arranjo). Nas duas últimas colunas, são armazenados os dados de potência total (auto-correlação) dos sinais das antenas 2 e 5, respectivamente.

Cada linha da matriz corresponde a um instante de observação, contendo, portanto, uma amostra completa do conjunto de visibilidades complexas observadas em um dado instante de tempo. Após a reordenação, a média de cada 4 amostras sucessivas no conjunto de dados foi computada com o intuito de aumentar a relação sinal/ruído por um fator ~ 2 . Com isso, a resolução temporal passa a ser de ~ 420 ms.

Todas as operações referentes à redução, calibração, visualização e análise dos dados do BDA apresentados neste capítulo foram realizadas utilizando programas computacionais desenvolvidos pelo autor, no ambiente GNU/Octave (EATON, 1998). O código dos programas, assim como uma breve descrição, são apresentados no Apêndice D.

Os resultados apresentados a seguir foram obtidos a partir das observações do satélite BIIA-22 (PRN 05) realizadas no dia 13 de Julho de 2007, e são representativos de todos os testes realizados, já que os resultados obtidos são equivalentes.

Inicialmente, as fases das visibilidades complexas foram computadas e a restrição dos seus valores ao intervalo $[-\pi, \pi]$ radianos foi removida, permitindo a variação livre no intervalo $[-\infty, \infty]$ radianos. Este processo, denominado desenrolamento de fase, foi aplicado para facilitar as operações com as fases, assim como a sua visualização, já que o rastreamento de fase e o travamento de franjas não estão implementados para o sistema receptor do Protótipo do BDA.

Neste ponto, verificou-se que a linha de base 4x5 apresentava fases cuja variação em função do tempo era muito maior do que nas demais linhas de base, indicando a

presença de interferência ou mal-funcionamento. Computando as transformadas de Fourier das visibilidades em todas as linhas de base e analisando os seus espectros de potência, concluiu-se que o comportamento das fases na linha de base 4x5 era devido a componentes espúrias no espectro de potência, como mostra a Figura 6.3, onde o espectro de potência das visibilidades na linha de base 1x2 é exibido para comparação.

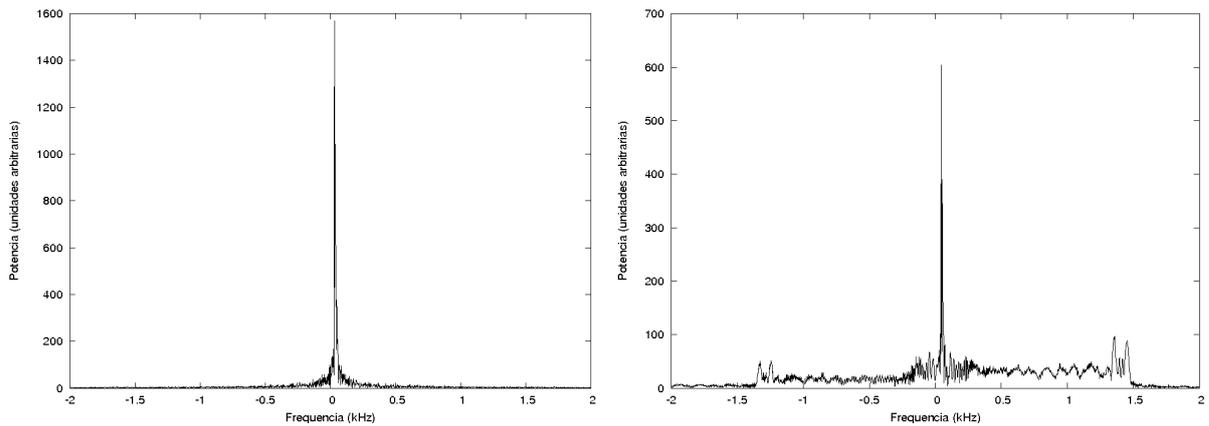


Figura 6.3 - Espectros de potência das visibilidades complexas obtidas nas observações do satélite de GPS BIIA-22 (PRN 05) no dia 13/07/2007, nas linhas de base 1x2 (esquerda) e 4x5 (direita).

Estas componentes espúrias no espectro de potência das visibilidades na linha de base 4x5 foram removidas simplesmente através da anulação das amostras correspondentes no espectro de potência, nos intervalos $\sim (-1,5; 0)$ kHz e $\sim (0,2; 1,5)$ kHz. A sua origem, contudo, não foi encontrada. Este efeito afetou os dados obtidos na maioria das observações entre Maio e Agosto de 2007, e deixou de manifestar-se após a manutenção periódica dos sistemas receptores em todas as antenas, quando diversos componentes foram substituídos, o que sugere uma origem instrumental para tais componentes espúrias.

As fases desenroladas observadas em todas as linhas de base, após a remoção das componentes espúrias do espectro de potências das visibilidades na linha de base 4x5 são apresentadas na Figura 6.4.

A partir das coordenadas do satélite, foi computado o modelo de variação de fase correspondente. Assim como as fases observadas, as fases do modelo foram desenroladas, e são apresentadas na Figura 6.5.

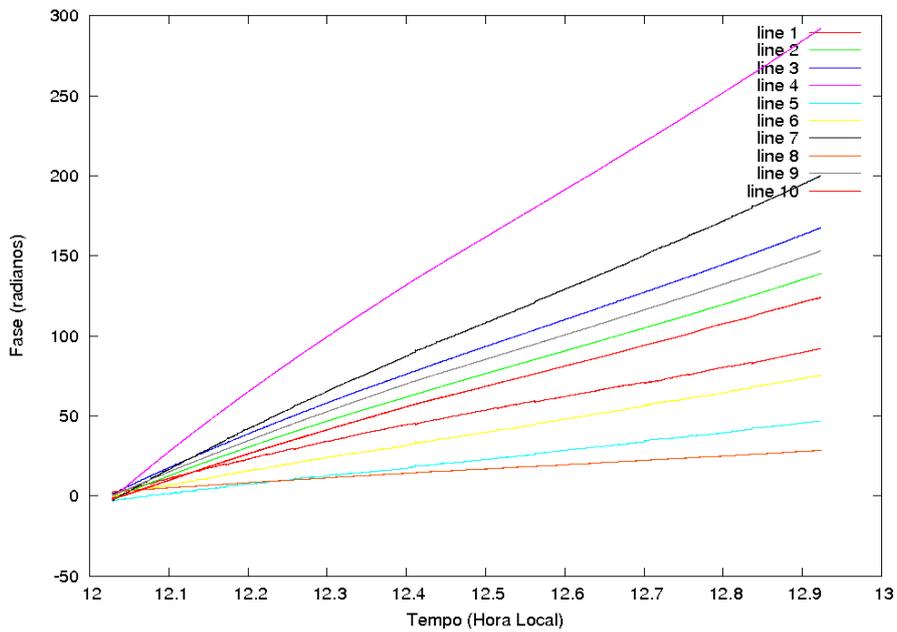


Figura 6.4 - Fases desenroladas das visibilidades complexas das observações do satélite de GPS BIIA-22 (PRN 05) em 13/07/2007. Os rótulos dos dados (line1–10) estão ordenados por número da linha de base (1x2, 1x3, 1x4, 1x5, 2x3, 2x4, 2x5, 3x4, 3x5, 4x5).

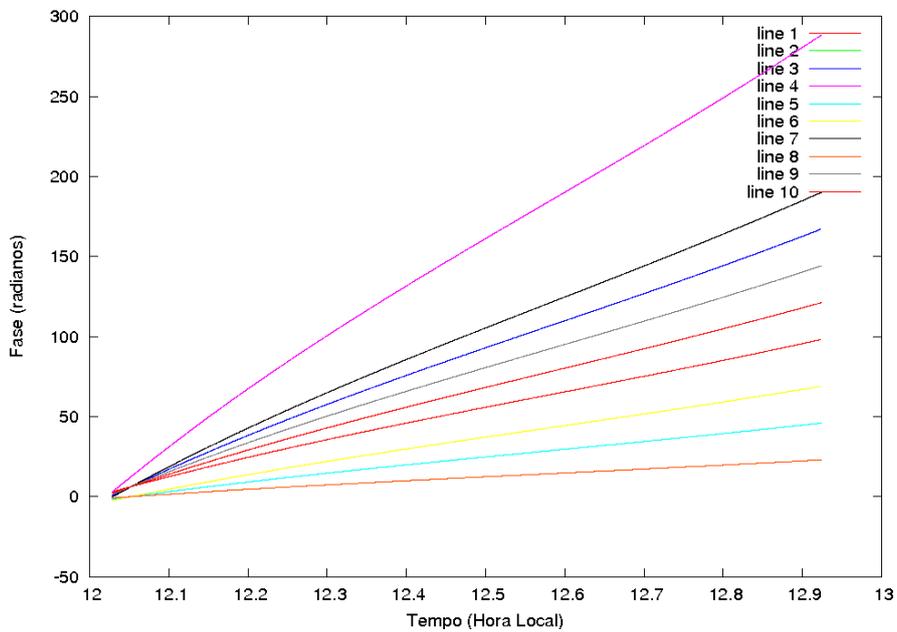


Figura 6.5 - Fases desenroladas do modelo de variação de fase associado à variação de posição do satélite de GPS BIIA-22 (PRN 05) em 13/07/2007. Os rótulos de dados (line1–10) estão ordenados por número da linha de base (1x2, 1x3, 1x4, 1x5, 2x3, 2x4, 2x5, 3x4, 3x5, 4x5).

Conforme descrito na Seção 6.4, as fases do modelo foram subtraídas das fases observadas, e as fases resultantes foram utilizadas para determinar os ganhos independentes por antena. Como as fases residuais nas linhas de base, ϕ_{ij} não são conhecidas, os valores iniciais de dispersão em fase foram utilizados como estimativas destes parâmetros. A Figura 6.6 apresenta a dispersão de fase em cada linha de base, enquanto a Figura 6.7 mostra o resultado da aplicação da calibração sobre as fases observadas.

A análise da Figura 6.7 indica que a calibração foi eficiente ao reproduzir o comportamento das fases observadas em todas as linhas de base. Este conjunto de fases calibradas foi formado a partir da aplicação da calibração levando em conta os termos residuais por linha de base, além dos ganhos independentes por antena, conforme descrito na Seção 6.4.

Para as amplitudes, considerou-se apenas que, uma vez que os satélites de GPS são fontes pontuais, as amplitudes das visibilidades complexas em todas as linhas de base devem ter o mesmo valor, constante e igual à densidade de fluxo do sinal na superfície da Terra. Foi definida uma escala arbitrária de fluxo na qual a densidade de fluxo do sinal dos satélites de GPS tem valor unitário, e as amplitudes foram simplesmente normalizadas para ajustar-se a este valor.

Ao contrário das fases, a calibração aplicada às amplitudes é feita a partir de ganhos por linha de base, não tendo sido determinados os ganhos independentes por antena. Este procedimento foi adotado pois o objetivo principal deste trabalho é a verificação da viabilidade de utilização dos satélites de GPS como calibradores de fase.

As amplitudes e fases calibradas foram utilizadas para construir um mapa da distribuição de brilho unidimensional do satélite, além da sua evolução temporal ao longo das observações. O primeiro pode ser comparado ao feixe sintetizado teórico, obtido a partir da transformada de Fourier inversa do conjunto de componentes uv amostradas pela configuração do BDA, sendo um diagnóstico tanto da qualidade da calibração como da consistência entre as posições das antenas determinadas no projeto e as posições em que estas foram instaladas. O segundo é uma forma de verificar a estabilidade da resposta do telescópio ao longo das observações.

Uma particularidade importante do processo de imageamento diz respeito à ordenação das visibilidades complexas para utilizar o algoritmo de FFT implementado no Octave. O formato de ordenação dos dados mais conveniente para a calibração é

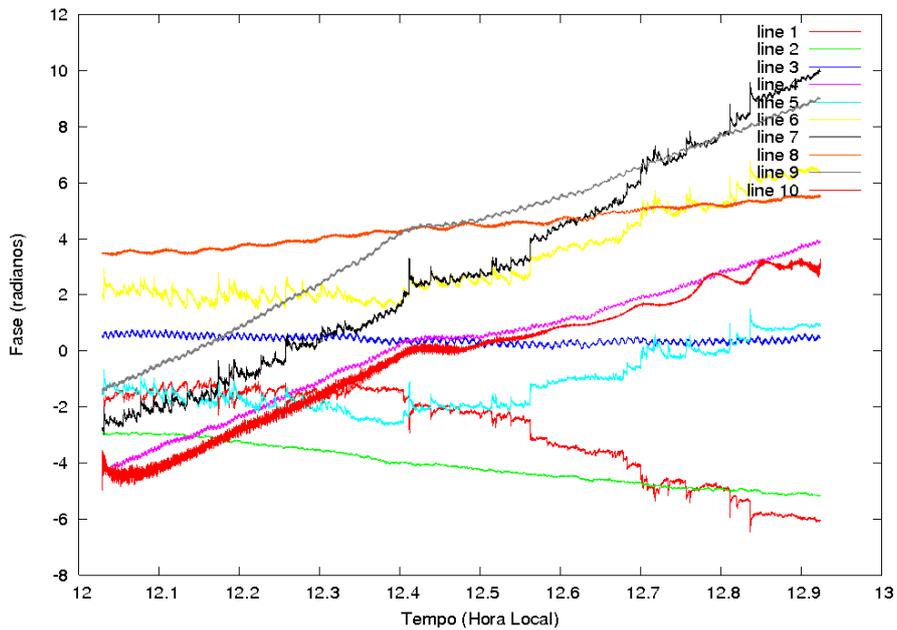


Figura 6.6 - Representação da dispersão em fase resultante das observações do satélite de GPS BIIA-22 (PRN 05) em 13/07/2007. Os rótulos de dados (line1–10) estão ordenados por número da linha de base (1x2, 1x3, 1x4, 1x5, 2x3, 2x4, 2x5, 3x4, 3x5, 4x5).

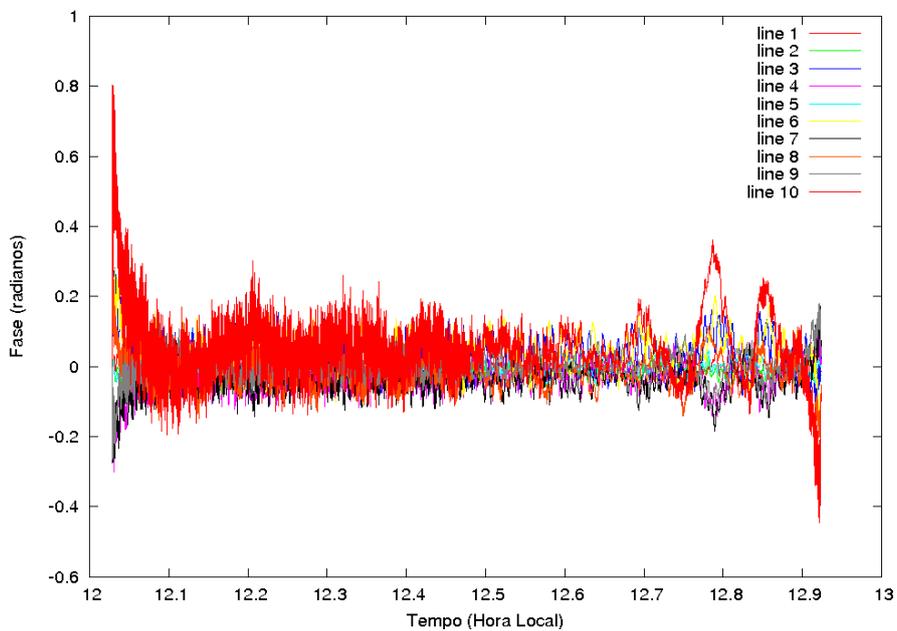


Figura 6.7 - Representação das fases em cada linha de base após a aplicação da calibração nos dados das observações do satélite de GPS BIIA-22 (PRN 05) em 13/07/2007. Os rótulos de dados (line1–10) estão ordenados por número da linha de base (1x2, 1x3, 1x4, 1x5, 2x3, 2x4, 2x5, 3x4, 3x5, 4x5).

o de ordem crescente do número das antenas que formam as linhas de base, isto é, 1x2, 1x3, 1x4,..., 3x5, 4x5. Por outro lado, o algoritmo de FFT do Octave é baseado na hipótese de que os dados sobre os quais é aplicado estão dispostos em ordem crescente de frequência, no caso interferométrico, de distância uv .

Assim, antes de aplicar o algoritmo de FFT aos dados, é necessário alterar a sua ordenação. Além disso, o algoritmo é construído de forma que as frequências negativas – no caso interferométrico, os complexos conjugados das visibilidades – ocupem os índices maiores do que $N/2$, em que N é o número de elementos do vetor que contém os dados de visibilidades. Para obter uma imagem suave, é importante também que o número de posições seja maior do que o número de visibilidades amostradas. No caso do BDA, são amostradas 18 visibilidades independentes, e o vetor utilizado para imageamento possui 128 posições, um número que foi determinado de forma empírica. A Figura 6.8 é uma representação da ordenação correta do vetor utilizado para imageamento.

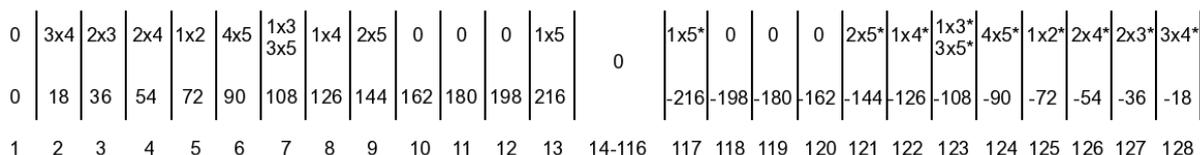


Figura 6.8 - Representação da ordenação das visibilidades apropriada para a aplicação do algoritmo de FFT do Octave para obtenção de mapas interferométricos a partir de dados do BDA. A linha superior indica a linha de base, a central indica o comprimento da linha de base, e a linha inferior, a posição no vetor.

Os mapas de distribuição de brilho unidimensional do satélite a cada instante das observações são obtidos através do cálculo da transformada de Fourier inversa de cada amostra do conjunto de visibilidades complexas. O perfil de brilho unidimensional médio do satélite, que deve ser igual ao feixe sintetizado teórico do BDA já que o satélite é uma fonte puntual, é obtido através do cálculo da média de todos os mapas obtidos ao longo das observações. Este mapa é apresentado na Figura 6.9. A Figura 6.10 representa a evolução temporal da distribuição de brilho unidimensional do satélite.

A comparação entre o perfil de brilho unidimensional médio do satélite com o feixe teórico do BDA mostra que a calibração foi eficiente em reconstruir o perfil do

feixe sintetizado, o que indica que é possível calibrar os dados do BDA através de observações utilizando GPS. Da mesma forma, a evolução temporal deste perfil de brilho, ou seja, a resposta instantânea do telescópio (Figura 6.10), não apresenta grandes variações de ganho ao longo da maior parte do intervalo das observações, reforçando a viabilidade de calibração através deste procedimento, cuja aplicação a observações solares com o BDA é discutida na Seção 6.7, a seguir.

6.7 Observações solares com o BDA

As observações solares utilizadas para o desenvolvimento deste trabalho foram realizadas entre os dias 24 e 28 de Setembro de 2007. Os satélites utilizados como fontes calibradoras foram observados em intervalos de aproximadamente 10 minutos, antes e depois das varreduras do Sol com duração de cerca de 40 minutos. Um resumo destas observações é apresentado na Tabela 6.2.

Tabela 6.2 - Resumo das observações solares realizadas com o PBDA

Data	Fonte	Intervalos de Tempo (Hora Local)
24/09/2007	BIIR-03 (PRN 11)	14:23 – 14:33
	Sol	14:42 – 15:19
	BIIR-03 (PRN 11)	15:29 – 15:39
25/09/2007	BIIR-03 (PRN 11)	14:18 – 14:28
	Sol	14:37 – 15:14
	BIIR-03 (PRN 11)	15:29 – 15:39
26/09/2007	BIIA-25 (PRN 03)	12:44 – 12:54
	Sol	12:59 – 13:35
	BIIA-25 (PRN 03)	13:42 – 13:51
27/09/2007	BIIR-11 (PRN 19)	12:40 – 12:49
	Sol	13:05 – 13:40
	BIIR-11 (PRN 19)	13:49 – 13:58
28/09/2007	BIIR-11 (PRN 19)	12:37 – 12:46
	Sol	12:53 – 13:29
	BIIR-11 (PRN 19)	13:41 – 13:50

Os dados foram calibrados segundo o procedimento descrito ao longo deste capítulo, tendo sido obtidas soluções de calibração independentes por antena para a calibração em fase e soluções por linhas de base para as amplitudes das visibilidades. Os ganhos em amplitude foram obtidos através da normalização das amplitudes das visibilidades associadas às observações dos satélites, para que estas tivessem valor

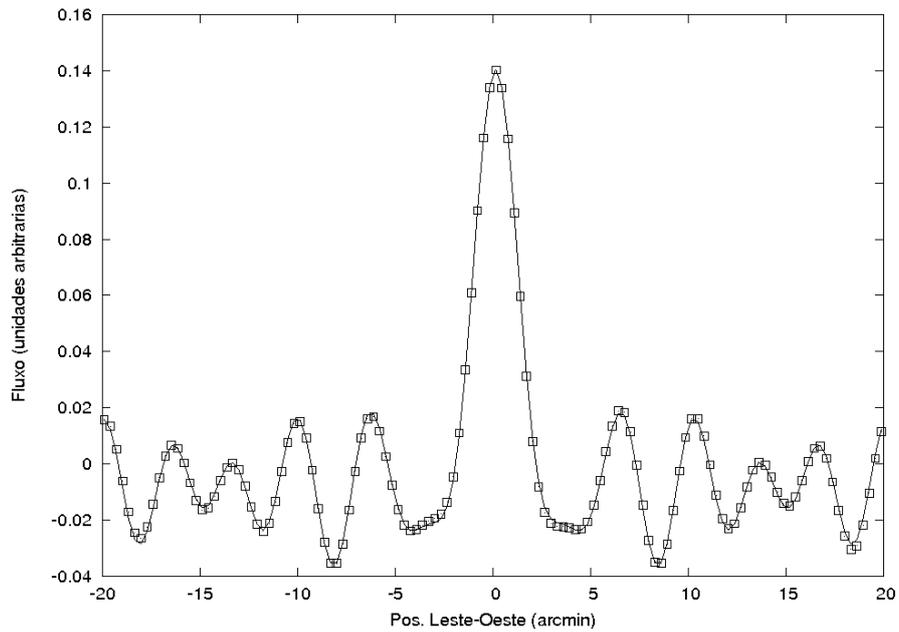


Figura 6.9 - Comparação entre o brilho unidimensional do satélite de GPS BIIA-22 (PRN 05) obtido através de observações com o BDA em 13/07/2007 e o feixe sintetizado teórico do BDA. A linha sólida representa o resultado das observações, enquanto os marcadores representam os valores da resposta do feixe sintetizado.

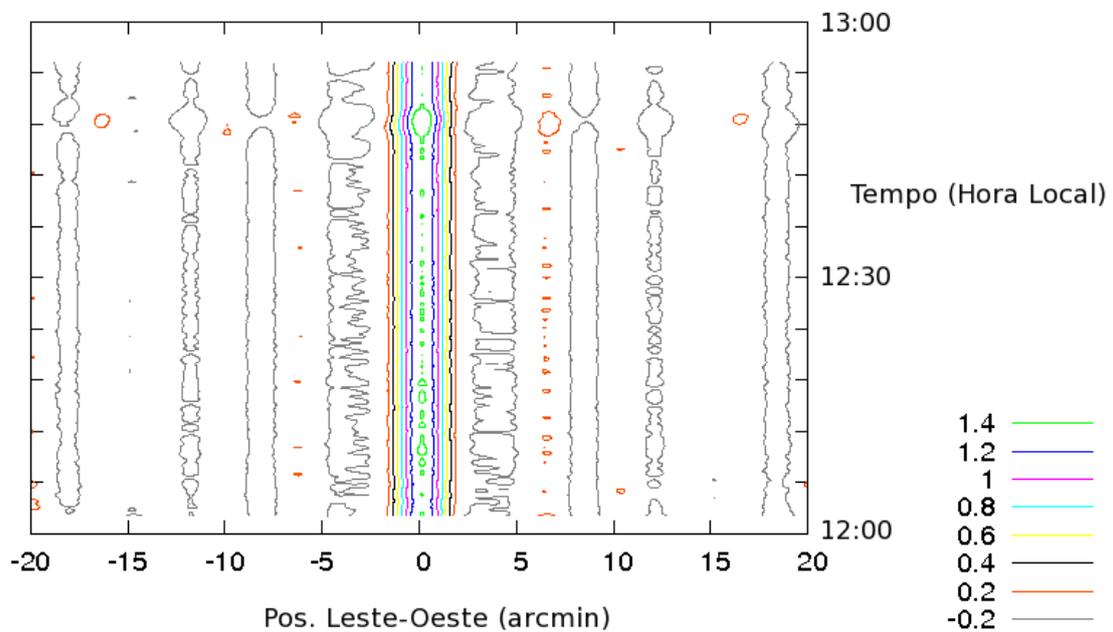


Figura 6.10 - Mapa da evolução temporal da distribuição de brilho unidimensional do satélite de GPS BIIA-22 (PRN 05) obtido através de observações com o BDA em 13/07/2007. O nível dos contornos é indicado pela escala de cores no canto inferior direito da figura, com os valores da escala de unidades arbitrárias utilizada na Figura 6.9 multiplicados por 10.

médio unitário (arbitrário).

Não foram encontradas componentes espúrias nos espectros de potência das visibilidades como aquelas apresentadas na Figura 6.3, de modo que o procedimento apresentado na seção anterior para correção das visibilidades não foi necessário em nenhuma das observações solares realizadas.

As soluções de calibração foram obtidas para os instantes correspondentes às observações das fontes calibradoras e aplicadas aos instantes correspondentes às observações solares através da interpolação linear das soluções obtidas para os calibradores. Um exemplo das soluções de fase obtidas para todas as 5 antenas, ao longo do período de observações do dia 24 de Setembro de 2007 é apresentado na Figura 6.11.

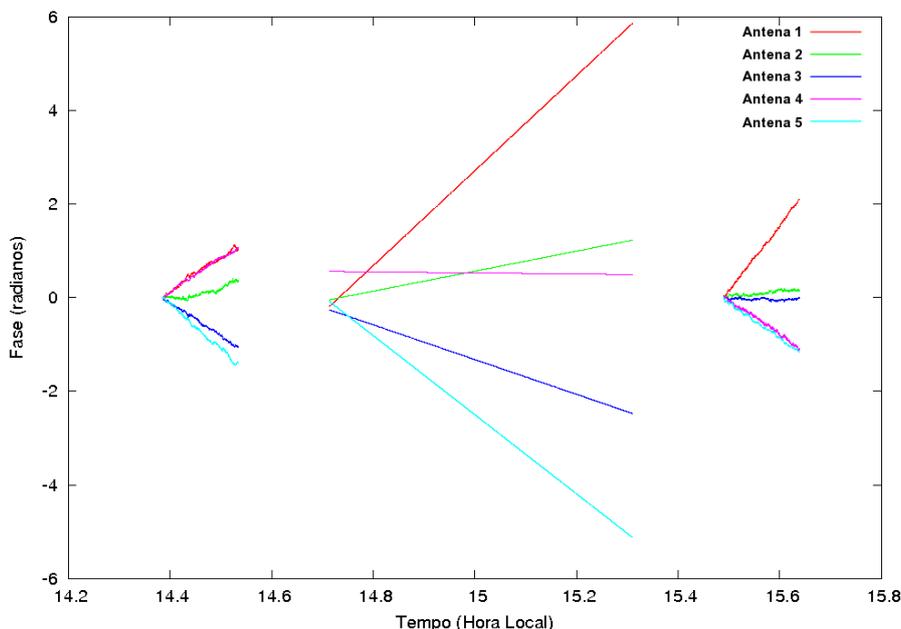


Figura 6.11 - Soluções de calibração em fase obtidas a partir das observações do satélite de GPS BIIR-03 (PRN 11) no dia 24/09/2007.

A aplicação da calibração às observações solares foi realizada conforme descrito na Seção 6.5. No entanto, como os termos ϕ_{ij} associados ao sistema receptor do PBDA não são conhecidos, apenas os ganhos independentes por antena foram aplicados às fases das visibilidades das observações solares. Apesar de desconhecidos, sabe-se, a partir do processo de calibração, que os termos ϕ_{ij} são constantes, de modo que um efeito claro de não incorporá-los à calibração é o deslocamento da posição do Sol com

relação ao centro do mapa, que é um efeito que pode ser corrigido facilmente. Por outro lado, é possível ainda que ocorra um deslocamento das estruturas de brilho presentes no mapa, e este efeito somente poderia ser corrigido através da utilização dos valores corretos dos termos ϕ_{ij} .

Os mapas sujos do Sol obtidos após a aplicação deste método de calibração são apresentados na Figura 6.12. A análise destes mapas indica que em apenas dois casos (27 e 28/09), foi possível obter uma distribuição de brilho associada ao Sol com posição constante ao longo das observações, sugerindo que o processo de calibração foi eficiente ao remover quaisquer derivas na fase das visibilidades ao longo das observações.

Os mapas obtidos em 25 e 26/09, também exibidos na Figura 6.12, apresentam uma deriva de cerca de 10' ao longo do período de observação de ~ 1 hora. No entanto, é possível identificar nestes mapas a distribuição de brilho do Sol, associada à estrutura de brilho com extensão de cerca de 30'. Apenas no primeiro mapa, obtido em 24/09/2007, também apresentado na Figura 6.12, não é possível relacionar a estrutura de brilho extensa à distribuição de brilho do Sol, devido à alta deriva de posição e também a diversas fontes de interferência, que podem ser identificadas na parte superior do mapa.

Uma possível explicação para a deriva em posição apresentada nos mapas sujos do Sol obtidos nos dias 24 a 26/09/2007 vem da análise da dispersão em fase das visibilidades solares nas observações correspondentes, apresentadas na Figura 6.13.

A partir dos gráficos apresentados na Figura 6.13, nota-se que existe uma correlação entre a variação das fases calibradas e a deriva das estruturas presentes nos mapas correspondentes. Em particular, o mapa obtido no dia 24/09/2007 é o que apresenta a maior deriva, e as fases correspondentes são as que apresentam maior variação - sendo possível visualizar uma pequena variação até mesmo na fase da menor linha de base (3x4 - "line 8"), representada por uma linha laranja.

Por outro lado, o gráfico que apresenta a menor variação das fases é correspondente às observações do dia 27/08/2007. Nestes dados, conforme esperado, apenas as maiores linhas de base - 1x4 (126 m), representada por uma linha azul; 2x5 (144 m), representada por uma linha preta; e 1x5 (216 m), representada por uma linha roxa - apresentam uma taxa alta de variação das fases, enquanto as fases nas demais li-

nhas de base têm variações muito menores ao longo do intervalo das observações. O mapa solar correspondente (Figura 6.12) é o que apresenta a distribuição de brilho mais coerente com o esperado para uma fonte com a extensão do Sol (ou seja, uma estrutura de brilho com cerca de $30'$, que contém toda a emissão presente no campo de visada observado).

A correlação entre a taxa de variação das fases calibradas e a deriva e qualidade dos mapas sujos apresentados é válida também para os mapas obtidos nos dias 25, 26 e 28/09/2007, como pode ser verificado através da análise das Figuras 6.12 e 6.13. Entre estes, o mapa do dia 28/09 é o que apresenta menor deriva e está associado às menores variações de fase, enquanto o do dia 25/09, que é o que apresenta maior deriva, está também associado às maiores variações de fase. No mapa do dia 25/09, pode-se também visualizar oscilações nos contornos correspondentes a até 0,8 unidades arbitrárias de fluxo, e estas oscilações também estão correlacionadas a oscilações nas fases.

Os mapas dos dias 26, 27 e 28/09 que estão associados às fases com menor variação foram escolhidos para a aplicação do algoritmo CLEAN implementado pelo autor no ambiente Octave (Apêndice D), com o objetivo de obter uma aproximação para a distribuição de brilho unidimensional do Sol em 1575 MHz melhor do que aquela fornecida pelos mapas sujos. Os mapas obtidos após a aplicação do CLEAN são apresentados na Figura 6.14.

Os mapas apresentados na Figura 6.14 são a melhor reconstrução que se pode obter da evolução temporal do perfil de brilho unidimensional do Sol a partir das observações correspondentes em 1575 MHz. Estes mapas indicam que não houve grandes variações de brilho ao longo destas observações, de acordo com o fato de não terem sido detectadas explosões solares por nenhum observatório solar durante estes períodos, como pode ser verificado em (NASA, 2007b).

Também não foram detectadas regiões ativas sobre o disco Solar durante o período destas observações, de modo que a única característica marcante a ser comparada entre os mapas obtidos das observações realizadas com o PBDA e mapas obtidos em outros comprimentos de onda é a presença de um Buraco Coronal no Hemisfério Sul solar, que pode ser visualizado na Figura 6.15, onde são apresentados mapas do Sol obtidos pelo SoHO/EIT (DELABOUDINIERE et al., 1995) em 195 \AA .

A característica em comum que pode ser apontada entre os mapas obtidos das observações com o PBDA em 1575 MHz e os mapas obtidos com o SoHO/EIT em 195 Å é a presença de uma depressão de brilho com extensão de $\sim 5'$. A presença desta depressão de brilho nos mapas do PBDA, com aproximadamente a mesma intensidade e com uma variação de posição consistente com o sentido da rotação solar, indica que esta estrutura pode ser associada ao Buraco Coronal observado nos mapas do SoHO/EIT. A grande diferença entre a posição do Buraco Coronal observado em UVE nos mapas do SoHO/EIT e os mapas em 1575 MHz do PBDA pode ser atribuída por exemplo a erros nas fases das visibilidades amostradas pelo PBDA mesmo após a calibração. No estado atual deste trabalho, acredita-se que a principal fonte para tais erros de fase são os termos ϕ_{ij} .

Desta forma, pode-se afirmar que o método de calibração aqui apresentado reproduz e corrige de forma satisfatória as variações de fase observadas nos dados de observações solares realizadas com o PBDA em 1575 MHz, fornecendo bons resultados de calibração relativa destas fases. No entanto, melhores resultados podem ser obtidos após a determinação das fases residuais por linha de base, ϕ_{ij} , que não foi possível a partir das observações realizadas neste trabalho. Estratégias para determinar estes termos são discutidas por (FOMALONT; PERLEY, 1999), e tentou-se aplicar algumas delas durante o desenvolvimento deste trabalho. Os resultados obtidos, contudo, não foram suficientes para determinar os valores destes termos, que continuam desconhecidos.

A continuidade deste trabalho está diretamente ligada à determinação dos termos ϕ_{ij} e à implementação da calibração das amplitudes com base também em soluções independentes por antena, ao contrário do que foi realizado até aqui, com soluções de calibração em amplitude para cada linha de base. A obtenção de uma escala absoluta em amplitude, baseada no fluxo dos satélites de GPS, é outra funcionalidade a ser implementada na versão final dos programas para análise de dados do BDA.

Assim, os resultados aqui apresentados demonstram a viabilidade da utilização de observações de satélites de GPS para obter soluções de calibração independentes por antena para observações solares com o PBDA, validando a hipótese de que os satélites de GPS são fontes adequadas à calibração de dados solares interferométricos. Não há, em princípio, restrições para a aplicação deste procedimento de calibração em quaisquer dos interferômetros que realizam observações solares.

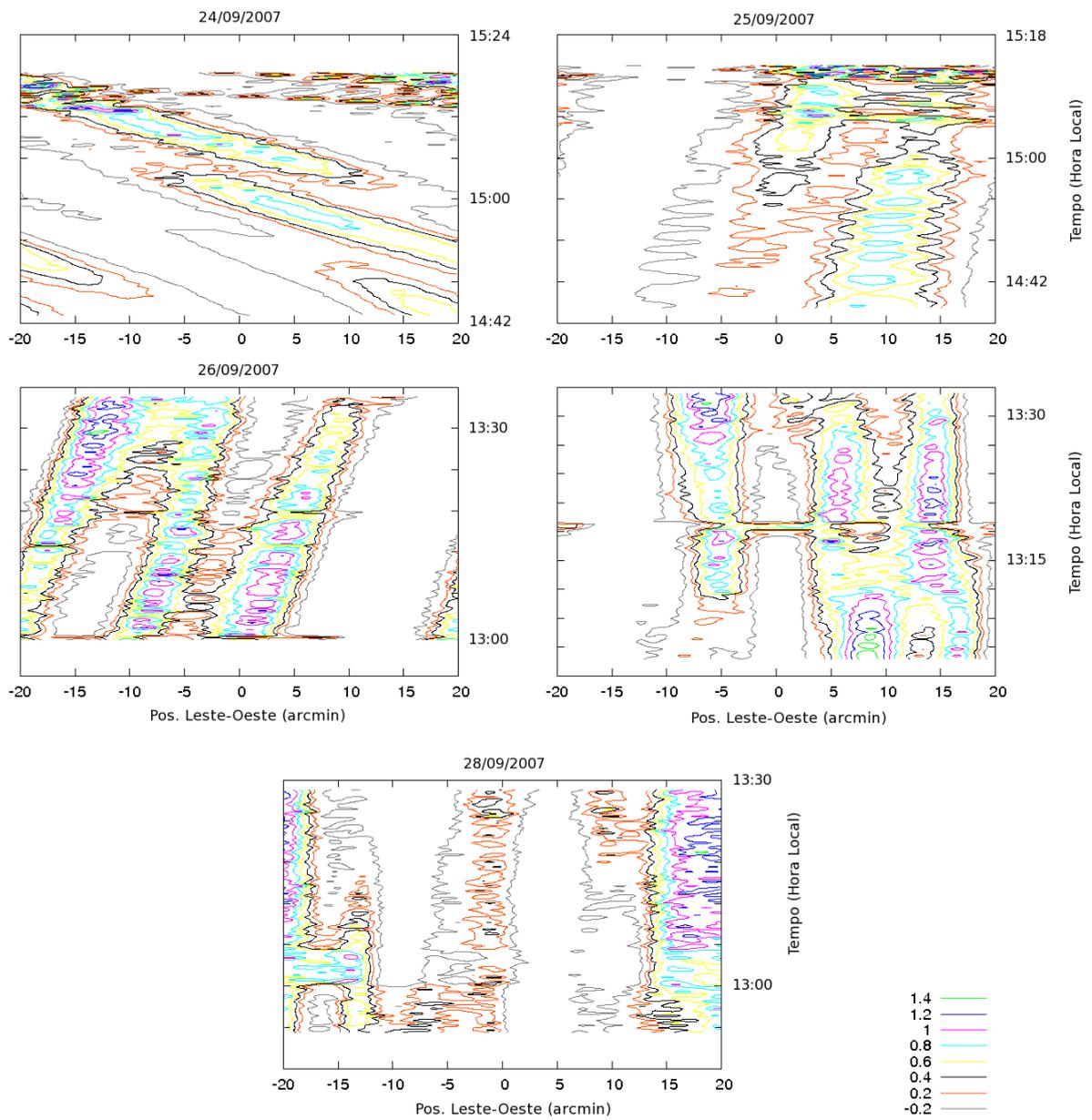


Figura 6.12 - Mapas sujos do Sol obtidos com o PBDA nos dias 24, 25, 26, 27 e 28/09/2007 e calibrados a partir de observações de satélites de GPS. Os níveis dos contornos, em unidades arbitrárias, estão representados no canto inferior direito da figura e os mapas foram normalizados à mesma escala (arbitrária) de fluxo.

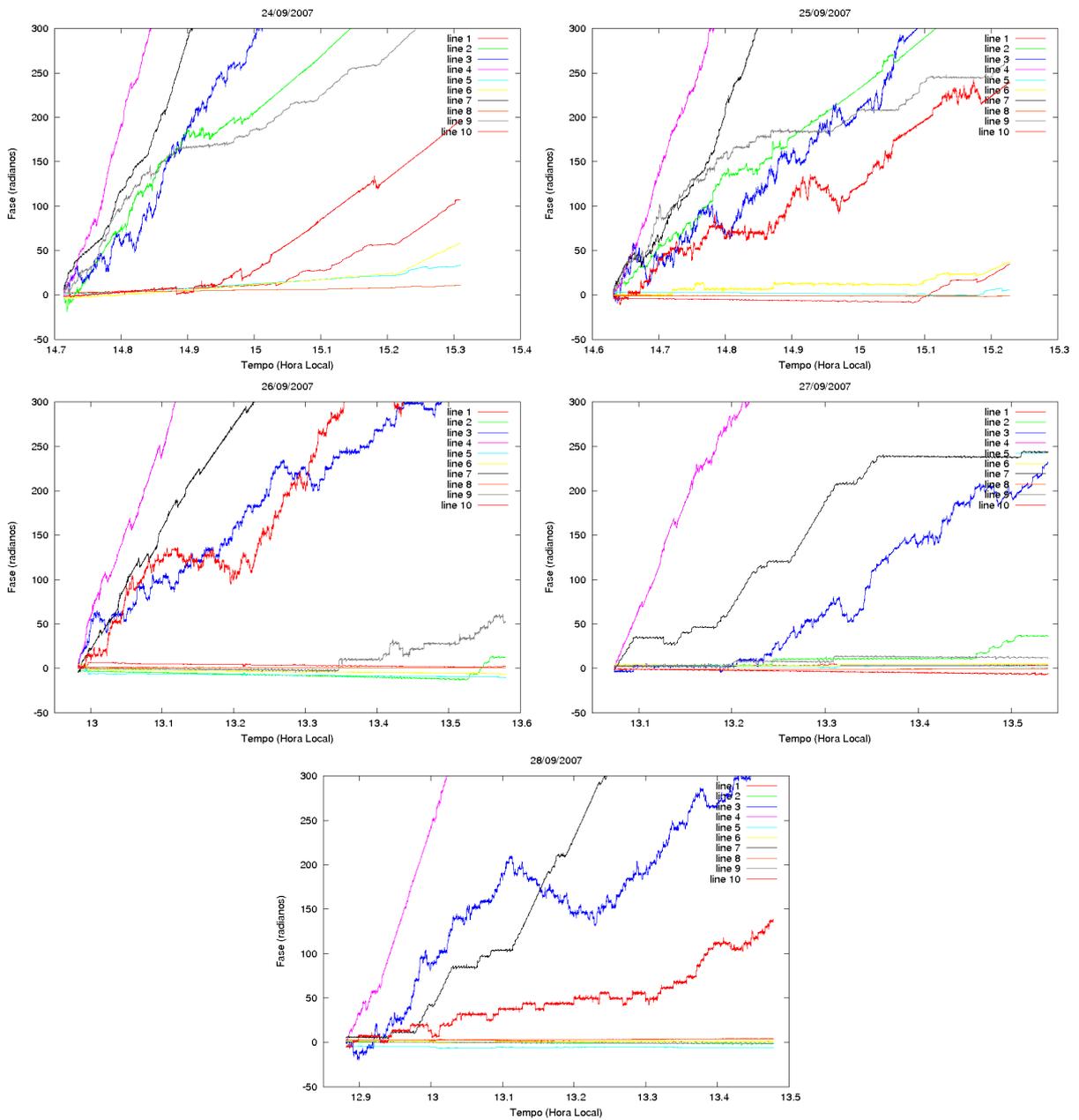


Figura 6.13 - Fases calibradas das visibilidades solares obtidas com o PBDA nos dias 24, 25, 26, 27 e 28/09/2007. Os rótulos de dados (line1–10) estão ordenados por número da linha de base (1x2, 1x3, 1x4, 1x5, 2x3, 2x4, 2x5, 3x4, 3x5, 4x5).

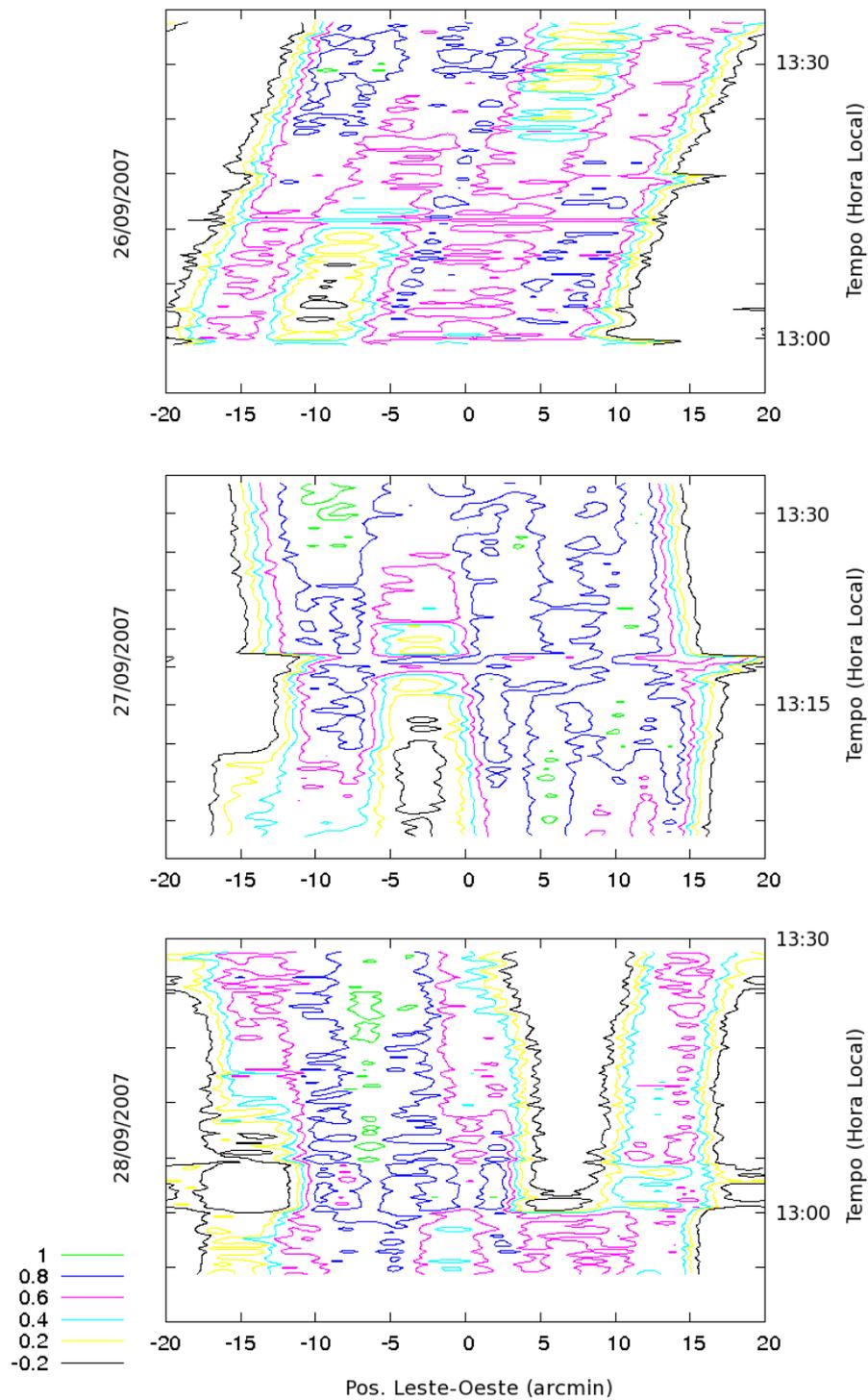


Figura 6.14 - Mapas da evolução temporal da distribuição de brilho unidimensional do Sol obtidos em observações com o PBDA nos dias 26, 27 e 28/09/2007. Os níveis de intensidade dos contornos estão representados no canto inferior esquerdo da figura, em unidades arbitrárias diferentes daquelas utilizadas na Figura 6.12.

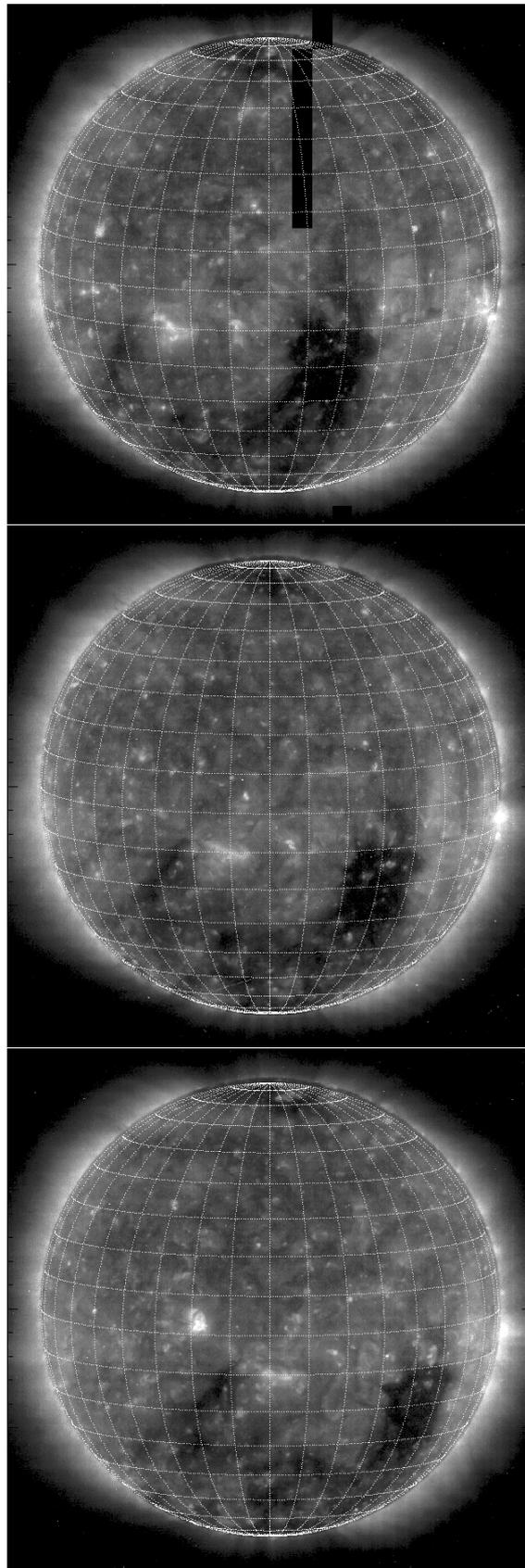


Figura 6.15 - Mapas do Sol em 195 Å obtidos pelo SoHO/EIT nos dias 26 (acima), 27 (meio) e 28/09/2007 (abaixo).

7 CONCLUSÕES

O conteúdo apresentado ao longo deste trabalho mostra que os objetivos do trabalho proposto foram alcançados de forma satisfatória, constituindo uma importante contribuição para as áreas em que o trabalho está inserido. Relacionando-os aos objetivos listados no Capítulo 1, os resultados deste trabalho podem ser resumidos da seguinte forma:

- Foi obtido conhecimento sobre técnicas observacionais de interferometria suficiente para elaborar os mapas solares e os demais produtos de dados interferométricos apresentados ao longo desta Tese, além dos textos descritivos de aspectos teóricos apresentados nos capítulos introdutórios (Capítulos 1 e 2).
- As imagens solares obtidas nas diferentes faixas de frequências em que o GMRT foi utilizado para a obtenção dos dados deste trabalho (Capítulo 5) apresentam faixas dinâmicas comparáveis às imagens que vêm sendo obtidas por outros autores utilizando este telescópio para observações solares (Prasad Subramanian, comunicação pessoal). Desta forma, pode-se afirmar que a qualidade destas imagens está próxima à mais alta qualidade que pode ser obtida para imageamento solar com o GMRT. Imagens de mais alta qualidade utilizando dados do GMRT foram obtidas apenas através da sua combinação com dados do “Nançay Radio Heliograph” (NRH) por [Mercier et al. \(2006\)](#).
- Foram realizados estudos multi-espectrais dos fenômenos solares observados com o GMRT, através da obtenção de dados de outros telescópios em diversas faixas de frequências. Os principais telescópios utilizados em complemento às observações realizadas com o GMRT foram os observatórios orbitais GOES e SoHO.
 - No caso do Buraco Coronal observado em 04 de Junho de 2005, o mapa obtido com o GMRT, cuja faixa dinâmica é 120:1, foi utilizado para a realização de um estudo da morfologia e dos parâmetros de plasma do Buraco Coronal. Mostrou-se que existe semelhança morfológica entre as contrapartidas em rádio (157 MHz), ultravioleta extremo (195 Å) e raios-X moles (6 – 65 Å), das quais os parâmetros morfológicos foram obtidos a partir dos mapas, e uma comparação mostrou que apesar da

semelhança qualitativa, um efeito de projeção geométrica não é suficiente para explicar de forma satisfatória as diferenças entre as posições do Buraco Coronal nas diferentes faixas do espectro eletromagnético.

- No caso da Explosão Solar observada em 26 de Novembro de 2005, os mapas e curvas de luz obtidos com o GMRT foram utilizados para a realização de um estudo da dinâmica e morfologia das fontes de emissão associadas ao evento. Estes mapas e curvas de luz foram analisados em conjunto com curvas de luz em 245 e 410 MHz do patrulhador de explosões solares de San Vito (RSTN) e no intervalo $1 - 8 \text{ \AA}$ com os satélites GOES, além dos mapas em 195 \AA obtidos com o telescópio EIT, a bordo do satélite SoHO.

A explosão, classificada como B8.9 na escala de fluxo dos satélites GOES, é possivelmente a de menor intensidade em raios-X para a qual foram observadas contrapartidas em rádio com o GMRT. A análise da evolução temporal das fontes identificadas nas imagens do GMRT em 244 e 611 MHz indica que a liberação de energia e aceleração de partículas nesta explosão ocorreu a uma altura de cerca de 100 Mm. A análise dos resultados indica que há modos de oscilação com períodos ~ 200 s nas fontes de emissão nas frequências de rádio. Estas oscilações são consistentes com arcos magnéticos cuja extensão é da ordem de dezenas de Mm, no intervalo de ~ 30 a ~ 60 Mm.

- A contribuição do autor para o desenvolvimento do BDA, além da sua participação em campanhas observacionais com o objetivo de produzir resultados científicos com este telescópio são resumidas como se segue;
 - Participação na programação e realização de observações solares e de fontes calibradoras desde Dezembro de 2004, tendo realizado observações dedicadas a este trabalho entre os meses de Maio e Setembro de 2007.
 - Realização de um estudo da viabilidade de observação de fontes calibradoras extraídas da lista de calibradores do VLA com declinação no intervalo entre -40° e 20° , com o objetivo de compilar uma lista de calibradores conhecidos para uso em observações do BDA. Os resultados obtidos mostram que apenas as fontes com fluxo $\gtrsim 1000$ Jy podem ser observadas com o protótipo do BDA, mostrando a necessidade de

calibradores alternativos.

- Participação no desenvolvimento de rotinas computacionais para a obtenção de perfis unidimensionais do Sol a partir de dados de observações com o PBDA, tendo desenvolvido programas próprios para a redução e análise dos dados das observações de satélites de GPS, já que a metodologia empregada é diferente da metodologia empregada usualmente para os dados obtidos regularmente com o PBDA.
- Observações de satélites de GPS e desenvolvimento de um método para calibração das fases das visibilidades complexas do BDA a partir destas observações, cujos resultados indicam que os satélites de GPS são fontes apropriadas para a calibração de visibilidades complexas do BDA provenientes de observações no modo de rastreo. A comparação entre o mapa da distribuição de brilho unidimensional dos satélites de GPS com o feixe sintetizado teórico do PBDA mostra uma excelente concordância entre previsões e observações.
- Realização de observações solares no modo rastreo para testar a viabilidade da aplicação do método de calibração por sinais de GPS, através das quais foram obtidos os primeiros mapas da evolução temporal da distribuição de brilho unidimensional do Sol, calibrados a partir de observações de satélites de GPS como fontes calibradoras, de acordo com o método proposto. A análise destes mapas indica que os resultados são consistentes, mas ainda há parâmetros do BDA a serem determinados e ajustes a serem feitos no método para que se obtenha imagens solares confiáveis.

7.1 Perspectivas futuras

No estágio de desenvolvimento atual deste trabalho, há vários pontos em que a realização de mais observações é necessária para a confirmação de alguns resultados e o refinamento dos modelos aqui propostos.

No caso das observações do Buraco Coronal com o GMRT e dos resultados aqui apresentados, é importante que sejam observados outros Buracos Coronais com características semelhantes, para que seja possível estudar as diferenças de morfologia entre as contrapartidas dos Buracos Coronais em diferentes faixas do espectro eletromagnético. Até o presente momento, não foi possível realizar mais observações

com o GMRT, pois não surgiram Buracos Coronais nos períodos correspondentes às janelas de tempo do GMRT alocadas para este projeto.

Por outro lado, no caso das observações de explosões solares com o GMRT como parte de estudos multi-espectrais, a obtenção de dados também em raios-X duros e $H-\alpha$, além de outras frequências em rádio seria de grande importância para verificar o cenário proposto neste trabalho para o evento observado com o GMRT em 26 de Novembro de 2005. A continuidade deste trabalho através da observação de eventos semelhantes pode levar a importantes resultados sobre a dinâmica e morfologia das fontes de emissão associadas a explosões solares de baixa energia.

Finalmente, no que diz respeito ao método de calibração de dados de observações interferométricas solares utilizando satélites de GPS, é importante que os termos associados às fases residuais nas linhas de base sejam determinados (há necessidade de se estabelecer uma metodologia própria, com base nas discussões apresentadas neste trabalho e também por [Fomalont e Perley \(1999\)](#)) e incorporados ao processo de calibração dos dados das observações com o PBDA, pois espera-se que estes termos permitam uma calibração totalmente confiável dos mapas solares obtidos de observações no modo de rastreamento com o BDA.

Além disso, é necessário implementar a calibração independente por antena também para as amplitudes, juntamente com a obtenção de uma escala de calibração absoluta em fluxo, para que os mapas obtidos com o BDA sejam totalmente calibrados. Considera-se ainda que a verificação do método proposto em outros telescópios seja de grande importância para que a viabilidade deste método seja totalmente verificada. Uma vez totalmente verificado para a frequência principal dos sinais de GPS, este método pode, em princípio, ser escalonado para as demais frequências emitidas por estes satélites, e será interessante verificar a possibilidade de interpolar as soluções de calibração obtidas para as frequências de GPS para toda a banda de operação do BDA.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

ACHUTUNI, R.; MENZEL, P. Space systems considerations in the design of advanced geostationary operational environmental satellites. **Advances in Space Research**, v. 23, p. 1377–1384, 1999. [92](#)

ANANTHAKRISHNAN, S.; RAO, A. P. The Giant Metrewave Radio Telescope. In: MANCHANDA, R. K.; PAU, B. (Ed.). **Multi color universe**. Mumbai: Ebenezer Printing House, 2002. p. 233. [36](#), [65](#)

ASCHWANDEN, M. J. **Physics of the solar corona. An introduction with problems and solutions**. 2. ed. Secaucus, NJ: Springer, 2005. [28](#), [30](#), [33](#), [115](#), [131](#), [135](#)

ASCHWANDEN, M. J.; ACTON, L. W. Temperature Tomography of the Soft X-Ray Corona: Measurements of Electron Densities, Temperatures, and Differential Emission Measure Distributions above the Limb. **Astrophysical Journal**, v. 550, p. 475–492, mar. 2001. [113](#), [114](#), [119](#)

ASCHWANDEN, M. J.; BENZ, A. O. Electron Densities in Solar Flare Loops, Chromospheric Evaporation Upflows, and Acceleration Sites. **Astrophysical Journal**, v. 480, p. 825–+, maio 1997. [31](#)

ASCHWANDEN, M. J.; POLAND, A. I.; RABIN, D. M. The New Solar Corona. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 39, p. 175–210, 2001. [27](#)

BASTIAN, T. S. Solar Imaging with a Synthesis Telescope. In: PERLEY, R. A.; SCHWAB, F. R.; BRIDLE, A. H. (Ed.). **Synthesis Imaging in Radio Astronomy**. San Francisco, CA: Astronomical Society of the Pacific, 1989. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 6), p. 395–+. [37](#), [39](#), [90](#)

BASTIAN, T. S.; BENZ, A. O.; GARY, D. E. Radio Emission from Solar Flares. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 36, p. 131–188, 1998. [30](#)

BEVINGTON, P. R.; ROBINSON, D. K. **Data reduction and error analysis for the physical sciences**. 2. ed. New York: McGraw-Hill, 1992. [98](#), [117](#), [150](#)

BRAUDE, S. Y.; MEGN, A. V.; RYABOV, B. P.; ZHOUCK, I. N. The Spectra of Some Discrete Radio Sources in 10-5000 MHz Frequency Range. **Astrophysics and Space Science**, v. 8, p. 275–+, 1970. [110](#)

CECATTO, J. R.; FERNANDES, F. C. R.; NERI, J. A. C. F.; BETHI, N.; FELIPINI, N. S.; MADSEN, F. R. H.; ANDRADE, M. C.; SOARES, A. C.; ALONSO, E. M. B.; SAWANT, H. S. Protótipo do primeiro interferômetro brasileiro - BDA. **Bulletin of the Astronomical Society of Brazil**, v. 23, p. 25–38, abr. 2004. [38](#), [77](#)

CHAMBE, G. Comparison of EUV and Radioelectric Diagnostics of the Solar Chromosphere-Corona Transition Region. **Astronomy and Astrophysics**, v. 70, p. 255–+, nov. 1978. [122](#)

CHAN, J. C.; NAVARRO, D. Comparisons of NORAD two-line elements with INTELSAT orbital elements. In: SAWAYA-LACOSTE, H. (Ed.). **Proceedings...** Noordwijk, Netherlands: ESA Publication Division, 2001. (ESA Special Publication, v. 473), p. 771–779. [144](#)

CHIKADA, Y.; ISHIGURO, M.; HIRABAYASHI, H.; MORIMOTO, M.; MORITA, K.-I.; KANZAWA, T.; IWASHITA, H.; NAKAZIMA, K.; ISHIKAWA, S.-I.; TAKAHASHI, T.; HANDA, K.; KASUGA, T.; OKUMURA, S.; MIYAZAWA, T.; NAKAZURU, T.; MIURA, K.; NAGASAWA, S. A 6×320 -MHz 1024-channel FFT cross-spectrum analyzer for radio astronomy. **Proceedings of the IEEE**, v. 75, p. 1203–1210, 1987. [63](#)

CHIUDERI-DRAGO, F.; LANDI, E.; FLUDRA, A.; DELOUIS, J. M.; KERDRAON, A. Comparison Between EUV And Radio Observations : A Powerful Diagnostic For The Upper Solar Atmosphere. In: ESA SP-446: SOHO WORKSHOP: PLASMA DYNAMICS AND DIAGNOSTICS IN THE SOLAR TRANSITION REGION AND CORONA, 8., 1999, Paris, France. **Proceedings...** Paris, France, 1999. p. 287–+. [33](#), [114](#)

CLARK, B. G. Coherence in Radio Astronomy. In: TAYLOR, G. B.; CARILLI, C. L.; PERLEY, R. A. (Ed.). **Synthesis Imaging in Radio Astronomy II**. San Francisco, CA: BookCrafters, Inc., 1999. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 180), p. 1–+. [44](#)

CORNWELL, T. J.; EVANS, K. F. A simple maximum entropy deconvolution algorithm. **Astronomy and Astrophysics**, v. 143, p. 77–83, fev. 1985. [62](#)

DELABOUDINIÈRE, J.-P.; ARTZNER, G. E.; BRUNAUD, J.; GABRIEL, A. H.; HOCHEDÉZ, J. F.; MILLIER, F.; SONG, X. Y.; AU, B.; DERE, K. P.;

HOWARD, R. A.; KREPLIN, R.; MICHELS, D. J.; MOSES, J. D.; DEFISE, J. M.; JAMAR, C.; ROCHUS, P.; CHAUVINEAU, J. P.; MARIOGE, J. P.; CATURA, R. C.; LEMEN, J. R.; SHING, L.; STERN, R. A.; GURMAN, J. B.; NEUPERT, W. M.; MAUCHERAT, A.; CLETTE, F.; CUGNON, P.; DESSEL, E. L. van. Eit: Extreme-ultraviolet imaging telescope for the soho mission. **Solar Physics**, v. 162, p. 291–312, 1995. [105](#), [163](#)

DUIJVEMAN, A.; HOYNG, P.; IONSON, J. A. Fast plasma heating by anomalous and inertial resistivity effects in the solar atmosphere. **Astrophysical Journal**, v. 245, p. 721–735, abr. 1981. [27](#)

DULK, G. A.; SHERIDAN, K. V. The structure of the middle corona from observations at 80 & 160 MHz. **Solar Physics**, v. 36, p. 191–202, 1974. [122](#)

DULK, G. A.; SHERIDAN, K. V.; SMERD, S. F.; WITHBROE, G. L. Radio and EUV observations of a coronal hole. **Solar Physics**, v. 52, p. 349–367, maio 1977. [33](#)

EATON, J. W. **Octave**. 1998. Disponível em: <<http://www.octave.org>>. Acesso em: 10 Fevereiro 2008. [153](#), [205](#)

FARIA, C. **Uma nova estratégia de otimização de arranjos interferométricos aplicada ao Brazilian Decimetric Array**. 198 p. (INPE-14171-TDI/1086). Tese (Doutorado em Computação Aplicada) — Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE), São José dos Campos, 2006. [77](#)

FERNANDES, F. C. R. **Espectrógrafo digital decimétrico de banda larga e invetigações de “flares” solares em ondas decimétricas e raios-x**. 178 p. (INPE-6396-TDI/612). Tese (Doutorado em Astrofísica) — Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 1997. [30](#)

FLATTERS, C. **AIPS Memo 102: The FITS Interferometry Data Interchange format**. 2000. Disponível em: <<ftp://ftp.aoc.nrao.edu/pub/software/aips/TEXT/PUBL/FITS-IDI.pdf>>. Acesso em: 07 Outubro 2007. [91](#)

FLUDRA, A.; ZANNA, G. D.; ALEXANDER, D.; BROMAGE, B. J. I. Electron density and temperature of the lower solar corona. **Journal of Geophysical Research**, v. 104, p. 9709–9720, maio 1999. [121](#)

- FOMALONT, E. Astronomical Image Processing System / AIPS. **NEWSLETTER. NRAO NO. 3, P. 3, 1981**, v. 3, p. 3–+, 1981. [87](#), [187](#)
- FOMALONT, E. B.; PERLEY, R. A. Calibration and Editing. In: TAYLOR, G. B.; CARILLI, C. L.; PERLEY, R. A. (Ed.). **Synthesis Imaging in Radio Astronomy II**. San Francisco, CA: BookCrafters, Inc., 1999. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 180), p. 79–+. [97](#), [98](#), [141](#), [149](#), [164](#), [172](#)
- FRIEDEN, B. R. Restoring with Maximum Likelihood and Maximum Entropy. **Journal of the Optical Society of America (1917-1983)**, v. 62, p. 511–518, 1972. [59](#), [61](#)
- GARY, D. E.; HARTL, M. D.; SHIMIZU, T. Nonthermal Radio Emission from Solar Soft X-Ray Transient Brightenings. **Astrophysical Journal**, v. 477, p. 958–+, mar. 1997. [35](#), [36](#)
- GIANT METREWAVE RADIO TELESCOPE. **Giant Metrewave Radio Telescope (GMRT) Home Page**. 2006. Disponível em: http://www.gmrt.ncra.tifr.res.in/gmrt_hpage/GMRT/goals_gmrt.html>. Acesso em: 22 Abril 2008. [66](#)
- GOPALSWAMY, N.; WHITE, S. M.; KUNDU, M. R. Large-scale features of the sun at 20 centimeter wavelength. **Astrophysical Journal**, v. 379, p. 366–380, set. 1991. [36](#)
- GREISEN, E. W. **AIPS Cookbook short table of contents**. 2007. Disponível em: <http://www.aips.nrao.edu/cook.html>>. Acesso em: 30 Junho 2008. [187](#)
- GRIFFITHS, D. J. **Introduction to Electrodynamics**. 3. ed. Upper Sadle River, NJ: Prentice Hall, 1999. [48](#)
- GUILLERMIER, P.; KOUTCHMY, S. (Ed.). **Total eclipses : science, observations, myths, and legends**. New York: Springer, 1999. [27](#)
- HABBAL, S. R.; ESSER, R.; ARNDT, M. B. How reliable are coronal hole temperatures deduced from observations? **Astrophysical Journal**, v. 413, p. 435–444, ago. 1993. [32](#)
- HEWISH, A.; TAPPIN, S. J.; GAPPER, G. R. Origin of strong interplanetary shocks. **Nature**, v. 314, p. 137–140, mar. 1985. [33](#)

HILL, S. M.; PIZZO, V. J.; BALCH, C. C.; BIESECKER, D. A.; BORNMANN, P.; HILDNER, E.; LEWIS, L. D.; GRUBB, R. N.; HUSLER, M. P.; PRENDERGAST, K.; VICKROY, J.; GREER, S.; DEFOOR, T.; WILKINSON, D. C.; HOOKER, R.; MULLIGAN, P.; CHIPMAN, E.; BYSAL, H.; DOUGLAS, J. P.; REYNOLDS, R.; DAVIS, J. M.; WALLACE, K. S.; RUSSELL, K.; FREESTONE, K.; BAGDIGIAN, D.; PAGE, T.; KERNS, S.; HOFFMAN, R.; CAUFFMAN, S. A.; DAVIS, M. A.; STUDER, R.; BERTHIAUME, F. E.; SAHA, T. T.; BERTHIAUME, G. D.; FARTHING, H.; ZIMMERMANN, F. The noaa goes-12 solar x-ray imager (sxi) 1. instrument, operations, and data. **Solar Physics**, v. 226, n. 2, p. 255–281, 2005. [105](#)

HÖGBOM, J. A. Aperture Synthesis with a Non-Regular Distribution of Interferometer Baselines. **Astronomy and Astrophysics, Supplement**, v. 15, p. 417–+, jun. 1974. [59](#)

HOLMAN, G. D. Acceleration of runaway electrons and Joule heating in solar flares. **Astrophysical Journal**, v. 293, p. 584–594, jun. 1985. [27](#)

HURFORD, G. J.; GARY, D. E. The Owens Valley Solar Array. In: **Bulletin of the American Astronomical Society**. New York, NY: AIP, 1989. (Bulletin of the American Astronomical Society, v. 21), p. 861–+. [35](#)

HURFORD, G. J.; GARY, D. E.; BASTIAN, T. S.; WHITE, S. M. FASR - A Frequency-Agile Solar Radiotelescope. In: **Bulletin of the American Astronomical Society**. New York: AIP, 1999. (Bulletin of the American Astronomical Society, v. 31), p. 956–+. [38](#)

KAHLER, S. W.; HUDSON, H. S. Boundary Structures and Changes in Long-lived Coronal Holes. **Astrophysical Journal**, v. 574, p. 467–476, jul. 2002. [32](#)

KERDRAON, A. Observation of small size solar radio bursts at metric wavelengths. **Astronomy and Astrophysics**, v. 71, p. 266–268, jan. 1979. [36](#)

KERDRAON, A.; DELOUIS, J.-M. The Nançay Radioheliograph. In: TROTTEY, G. (Ed.). **Coronal Physics from Radio and Space Observations**. Berlin: Springer Verlag, 1997. (Lecture Notes in Physics, v. 483), p. 192–+. [34](#)

KILDAL, P. S.; SKYTTEMYR, S. A. Dipole-Disk Antenna with Beam-Forming Ring. **IEEE Transactions on Antenna & Propagation**, AP-30, n. 4, p. 529–534, 1982. [71](#)

- KRAUS, J. D. **Radio astronomy**. Powell, Ohio: Cygnus-Quasar Books, 1986. [42](#)
- KUNDU, M. R.; ERICKSON, W. C.; GERGELY, T. E.; MAHONEY, M. J.; TURNER, P. J. First results from the Clark Lake Multifrequency Radioheliograph. **Solar Physics**, v. 83, p. 385–389, mar. 1983. [34](#)
- KUNDU, M. R.; GERGELY, T. E.; GOLUB, L. Association of flaring X-ray bright points with type III bursts. **Astrophysical Journal, Letters**, v. 236, p. L87–L90, mar. 1980. [35](#)
- KUNDU, M. R.; GERGELY, T. E.; KANE, S. R.; SAWANT, H. S. A study of hard X-ray associated meter-decameter bursts observed on December 19, 1979. **Solar Physics**, v. 103, p. 153–164, jan. 1986. [34](#)
- KUNDU, M. R.; GERGELY, T. E.; SCHMAHL, E. J.; SZABO, A.; LOIACONO, R. Large-scale structure of the sun's corona from radio observations using the Clark Lake Radioheliograph. **Solar Physics**, v. 108, p. 113–129, 1987. [121](#)
- KUNDU, M. R.; STRONG, K. T.; PICK, M.; WHITE, S. M.; HUDSON, H. S.; HARVEY, K. L.; KANE, S. R. Nonthermal processes in flaring X-ray-bright points. **Astrophysical Journal, Letters**, v. 427, p. L59–L62, maio 1994. [35](#)
- KUNDU, M. R.; WHITE, S. M. Radio observations of explosive energy releases on the Sun. In: DWIVEDI, B. N. (Ed.). **Dynamic sun**. Cambridge: Cambridge University Press, 2003. p. 288–313. [35](#)
- LABRUM, N. R. The Culgoora Solar Radio Observatory. **Solar Physics**, v. 27, p. 496–504, dez. 1972. [34](#)
- LANTOS, P. Low Frequency Observations of the Quiet Sun: a Review. In: NOBEYAMA SYMPOSIUM, 1., 1998, Kiyosato, Japan. **Proceedings...** [S.l.]: Nobeyama Radio Observatory, 1999. v. 479, p. 11–24. [32](#)
- LANTOS, P.; ALISSANDRAKIS, C. E.; GERGELY, T.; KUNDU, M. R. Quiet sun and slowly varying component at meter and decameter wavelengths. **Solar Physics**, v. 112, p. 325–340, 1987. [32](#)
- LIN, R. P.; SCHWARTZ, R. A.; KANE, S. R.; PELLING, R. M.; HURLEY, K. C. Solar hard X-ray microflares. **Astrophysical Journal**, v. 283, p. 421–425, ago. 1984. [35](#)

LIU, Z.; GARY, D. E.; NITA, G. M.; WHITE, S. M.; HURFORD, G. J. A Subsystem Test Bed for the Frequency-Agile Solar Radiotelescope. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 119, p. 303–317, mar. 2007. [38](#), [144](#)

LUDWIG, G.; JOHNSON, D. Geostationary operational environmental satellite system performance. **Advances in Space Research**, v. 1, p. 23–31, 1981. [92](#)

MALANUSHENKO, O. V.; JONES, H. P. Differentiating Coronal Holes from the Quiet Sun by He 1083 nm Imaging Spectroscopy. **Solar Physics**, v. 226, p. 3–16, jan. 2005. [32](#)

MCCREADY, L. L.; PAWSEY, J. L.; PAYNE-SCOTT, R. Solar Radiation at Radio Frequencies and Its Relation to Sunspots. **Proceedings of the Royal Society of London. Series A, Mathematical and Physical Sciences**, v. 190, n. 1022, p. 357–+, ago. 1947. [34](#), [41](#)

MCLEAN, D. J.; LABRUM, N. R. **Solar radiophysics: Studies of emission from the sun at metre wavelengths**. Cambridge: Cambridge University Press, 1985. [28](#), [132](#)

MERCIER, C.; SUBRAMANIAN, P.; KERDRAON, A.; PICK, M.; ANANTHAKRISHNAN, S.; JANARDHAN, P. Combining visibilities from the giant meterwave radio telescope and the Nancay radio heliograph. High dynamic range snapshot images of the solar corona at 327 MHz. **Astronomy and Astrophysics**, v. 447, p. 1189–1201, mar. 2006. [36](#), [125](#), [169](#)

MÉSZÁROSOVÁ, H.; KARLICKÝ, M.; RYBÁK, J.; FÁRNÍK, F.; JIŘIČKA, K. Long period variations of dm-radio and X-ray fluxes in three X-class flares. **Astronomy and Astrophysics**, v. 460, p. 865–874, dez. 2006. [135](#)

MÉSZÁROSOVÁ, H.; RYBÁK, J.; ZLOBEC, P.; MAGDALENIĆ, J.; KARLICKÝ, M.; JIŘIČKA, K. Statistical Analysis of Pulsations and Pulsations with Fibers in the Range 800-2000 MHz. In: **The dynamic sun: challenges for theory and observations**. Leuven, Belgium: [s.n.], 2005. (ESA Special Publication, v. 600). [135](#)

MORAN, T.; GOPALSWAMY, N.; DAMMASCH, I. E.; WILHELM, K. A multi-wavelength study of solar coronal-hole regions showing radio enhancements. **Astronomy and Astrophysics**, v. 378, p. 1037–1045, nov. 2001. [111](#)

NAKAJIMA, H.; NISHIO, M.; ENOME, S.; SHIBASAKI, K.; TAKANO, T.; HANAOKA, Y.; TORII, C.; SEKIGUCHI, H.; BUSHIMATA, T.; KAWASHIMA, S.; SHINOHARA, N.; IRIMAJIRI, Y.; KOSHIISHI, H.; KOSUGI, T.; SHIOMI, Y.; SAWA, M.; KAI, K. NEW NOBEYAMA RADIO HELIOGRAPH. **Journal of Astrophysics and Astronomy Supplement**, v. 16, p. 437–+, 1995. 34

_____. _____. **Journal of Astrophysics and Astronomy Supplement**, v. 16, p. 437–+, 1995. 83

NARAYAN, R.; NITYANANDA, R. Maximum entropy image restoration in astronomy. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 24, p. 127–170, 1986. 61

NATIONAL AERONAUTICS AND SPACE ADMINISTRATION (NASA). **The SoHO Archive**. 2007. Disponível em:
<<http://soho.nascom.nasa.gov/data/archive.html>>. Acesso em: 22 Novembro 2007. 109

_____. **www.SolarMonitor.org**. 2007. Disponível em:
<<http://www.solarmonitor.org>>. Acesso em: 06 Junho 2008. 163

NATIONAL ASTRONOMY AND IONOSPHERIC CENTER. **Arecibo Observatory Home**. 2004. Disponível em:
<<http://www.naic.edu/index.htm>>. Acesso em: 16 Dezembro 2007. 41, 42

NATIONAL CENTRE FOR RADIO ASTROPHYSICS (NCRA). **The GMRT: System Parameters and Current Status**. 2006. Disponível em:
<<http://www.ncra.tifr.res.in/~gtac/spec.pdf>>. Acesso em: 28 Setembro 2007. 87, 200

NATIONAL OCEANIC AND ATMOSPHERIC ADMINISTRATION. **Solar Geophysical Data Main Page**. 2007. Disponível em:
<<http://sgd.ngdc.noaa.gov/sgd/jsp/solarindex.jsp>>. Acesso em: 11 Junho 2008. 123

NATIONAL OCEANIC AND ATMOSPHERIC ADMINISTRATION (NOAA). **GOES Solar X-ray Imager**. 2007. Disponível em:
<<http://www.swpc.noaa.gov/sxi/index.html>>. Acesso em: 22 Novembro 2007. 110

NATIONAL RADIO ASTRONOMY OBSERVATORY. **NRAO Very Large Array**. 2007. Disponível em: <<http://www.vla.nrao.edu>>. Acesso em: 16 Dezembro 2007. 41

PAPAGIANNIS, M. D.; BAKER, K. B. Determination and analysis of coronal hole radio spectra. **Solar Physics**, v. 79, p. 365–374, ago. 1982. 121

PIZZO, V. J.; HILL, S. M.; BALCH, C. C.; BIESECKER, D. A.; BORNMANN, P.; HILDNER, E.; GRUBB, R. N.; CHIPMAN, E. G.; DAVIS, J. M.; WALLACE, K. S.; RUSSELL, K.; CAUFFMAN, S. A.; SAHA, T. T.; BERTHIUME, G. D. The noaa goes-12 solar x-ray imager (sxi) 2. performance. **Solar Physics**, v. 226, n. 2, p. 283–315, 2005. 105, 112

RAMESH, R.; RAJAN, M. S. S.; SASTRY, C. V. The 1024 channel digital correlator receiver of the Gauribidanur radioheliograph. **Experimental Astronomy**, v. 21, p. 31–40, fev. 2006. 34, 63, 105

RAMESH, R.; SUBRAMANIAN, K. R.; RAJAN, M. S. S.; SASTRY, C. V. The Gauribidanur Radioheliograph. **Solar Physics**, v. 181, p. 439–453, ago. 1998. 34, 63, 83, 105

RAMESH, R.; SUBRAMANIAN, K. R.; SASTRY, C. V. Phase calibration scheme for a “T” array. **Astronomy and Astrophysics, Supplement**, v. 139, p. 179–181, out. 1999. 110

RIZOS, C. **Principles and Practice of GPS Surveying**. 1999. Disponível em: <http://www.gmat.unsw.edu.au/snap/gps/gps_survey/principles_gps.htm>. Acesso em: 15 Maio 2008. 143

ROMNEY, J. D. Cross Correlators. In: TAYLOR, G. B.; CARILLI, C. L.; PERLEY, R. A. (Ed.). **Synthesis Imaging in Radio Astronomy II**. San Francisco, CA: BookCrafters, Inc., 1999. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 180), p. 57–+. 63, 64, 65

SANKAR, G. GMRT Antennas and Feeds. In: CHENGALUR, J. N.; GUPTA, Y.; DWARAKANATH, K. S. (Ed.). **Low Frequency Radio Astronomy**. [S.l.: s.n.], 2003. p. 255–284. 69, 70

SANKARARAMAN, M. R. The GMRT Optical Fiber System. In: CHENGALUR, J. N.; GUPTA, Y.; DWARAKANATH, K. S. (Ed.). **Low Frequency Radio Astronomy**. [S.l.: s.n.], 2003. p. 313–322. [72](#)

SAWANT, H. S.; CECATTO, J. R.; FERNANDES, F. C. R.; ALONSO, E. M. B.; ANDRADE, M. C.; CICCONELO, L. F. S.; CASSIANO, A. B.; MADSEN, F. R. H.; SILVA, M. J. B.; BOAS, J. W. S. V.; SOUZA, K. L. R.; COSTA, C. A. A.; SOUZA, A. O.; ROSA, R. R.; FARIA, C.; STEPHANY, S.; BETHI, N. K.; SILVA, J. D. S.; CIVIDANES, L. B. T.; MIRANDA, C. A. I.; VILA, I. O. G.; AO, B. S. M. C. G.; BOAS, J. V. V.; RIBEIRO, M. S.; SATO, N.; BOTTI, L. C. L.; SILVA, C. M.; SAITO, J. H.; MORON, C. E.; MASCARENHAS, N. D.; AO, I. C. A.; SUBRAMANIAN, K. R.; RAMESH, R.; SUNDARARAJAN, M. S. I.; EBENEZER, E.; SWARUP, G.; ANANTHAKRISHNAN, S.; SANKARARAMAN, M. R.; NAGARATHNAM, N. V.; SONDUR, A. V.; GARY, D. E.; WELCH, W. J. “**Brazilian Decimetric Array**” – **BDA: O primeiro interferômetro decimétrico da América Latina**. São José dos Campos: INPE, 2005. 71 p. (INPE-13051-RPQ/252). [38](#), [77](#), [79](#), [80](#), [82](#), [83](#), [84](#), [85](#), [143](#)

SAWANT, H. S.; FERNANDES, F. C. R.; NERI, J. A. C. F.; CECATTO, J. R.; FARIA, C.; STEPHANY, S.; ROSA, R. R.; ANDRADE, M. C.; LUDKE, E.; SUBRAMANIAN, K. R.; RAMESH, R.; SUNDRARAJAN, M. S.; SANKARARAMAN, M. R.; ANANTHAKRISHNAN, S.; SWARUP, G.; BOAS, J. W. V.; BOTTI, L. C. L.; MORON, C. E.; SAITO, J. H.; KARLICKÝ, M. Southern hemisphere solar radio heliograph. In: KUIJPERS, J. (Ed.). **Solar Variability: From Core to Outer Frontiers**. Noordwijk: ARI, 2002. (ESA Special Publication, v. 506), p. 971–974. [38](#), [77](#)

SAWANT, H. S.; GERGELY, T. E.; KUNDU, M. R. Positions of type II fundamental and harmonic sources in the 30-100 MHz range. **Solar Physics**, v. 77, p. 249–254, abr. 1982. [34](#)

SAWANT, H. S.; KRUCKER, S.; MADSEN, F. R. H.; KANE, S.; KARLICKY, M.; ANANTHAKRISHNAN, S.; SUBRAMANIAN, P. Investigations of spatially resolved 1.28 GHz radio activity associated with solar X-Ray micro flares. In: COSPAR, PLENARY MEETING, 36., 2006, Beijing, China. **Proceedings...** [S.l.], 2006. v. 36, p. 3365–+. [36](#)

SAWANT, H. S.; LÜDKE, E.; SUBRAMANIAN, K. R.; CECATTO, J. R.; FERNANDES, F. C. R.; ROSA, R. R.; SOBRAL, J. H. A.; SWARUP, G.; SCALISE JR., E.; BOAS, J. W. V.; BOTTI, L. C. L.; SAITO, J. H.; MORON, C. E.; MUCHERONI, M. L. A High Resolution Decimetric Solar Radioheliograph. In: RAMATY, R.; MANDZHAVIDZE, N. (Ed.). **High Energy Solar Physics Workshop - Anticipating Hessi**. San Francisco, CA: BookCrafters, Inc., 2000. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 206), p. 341–+. [38](#), [77](#)

SAWANT, H. S.; NERI, J. A. C. F.; FERNANDES, F. C. R.; CECATTO, J. R.; SANKARARAMAN, M. R.; FARIA, C.; STEPHANY, S.; ROSA, R. R.; ANDRADE, M. C.; ALONSO, E. M. B.; LÜDKE, E.; SUBRAMANIAN, K. R.; RAMESH, R.; SUNDARARAJAN, M. S.; ANANTHAKRISHNAN, S.; SWARUP, G.; BOAS, J. W. V.; BOTTI, L. C. L.; MORON, C. E.; SAITO, J. H. A low cost steerable radio-telescope. **Advances in Space Research**, v. 32, p. 2715–2720, 2003. [38](#), [77](#)

SAWANT, H. S.; RAMESH, R.; CECATTO, J. R.; FARIA, C.; FERNANDES, F. C. R.; ROSA, R. R.; ANDRADE, M. C.; STEPHANY, S.; CIVIDANES, L. B. T.; MIRANDA, C. A. I.; BOTTI, L. C. L.; BOAS, J. W. S. V.; SAITO, J. H.; MORON, C. E.; MASCARENHAS, N. D.; SUBRAMANIAN, K. R.; SUNDARARAJAN, M. S.; EBENEZER, E.; SANKARARAMAN, M. R. Brazilian Decimetric Array (Phase-I). **Solar Physics**, v. 242, p. 213–220, maio 2007. [38](#), [77](#)

SAWANT, H. S.; SUBRAMANIAN, K. R.; LÜDKE, E.; SOBRAL, J. H. A.; SWARUP, G.; FERNANDES, F. C. R.; ROSA, R. R.; GONZALEZ, W. D.; CECATTO, J. R. Brazilian Decimetric Array. **Advances in Space Research**, v. 25, p. 1809–1812, 2000. [38](#), [77](#)

SCHWAB, F. R. Relaxing the isoplanatism assumption in self-calibration; applications to low-frequency radio interferometry. **Astronomical Journal**, v. 89, p. 1076–1081, jul. 1984. [60](#), [61](#), [101](#)

SHERIDAN, K. V.; JACKSON, B. V.; MCLEAN, D. J.; DULK, G. A. Radio observations of a massive, slow moving ejection of coronal material. **Proceedings of the Astronomical Society of Australia**, v. 3, p. 249–250, 1978. [121](#)

SHIMIZU, T.; TSUNETTA, S.; ACTON, L. W.; LEMEN, J. R.; UCHIDA, Y. Transient brightenings in active regions observed by the Soft X-ray Telescope on YOHKOH. v. 44, p. L147–L153, out. 1992. [35](#)

STEER, D. G.; DEWDNEY, P. E.; ITO, M. R. Enhancements to the deconvolution algorithm 'CLEAN'. **Astronomy and Astrophysics**, v. 137, p. 159–165, ago. 1984. [61](#), [101](#)

SWARUP, G.; ANANTHAKRISHNAN, S.; KAPAHI, V. K.; RAO, A. P.; SUBRAHMANYA, C. R.; KULKARNI, V. K. The Giant Metre-Wave Radio Telescope. **Current Science**, v. 60, p. 95–+, jan. 1991. [36](#), [65](#)

TAYLOR, G. B.; CARILLI, C. L.; PERLEY, R. A. (Ed.). **Synthesis Imaging in Radio Astronomy II**. San Francisco, CA: BookCrafters, Inc., 1999. [42](#), [141](#)

THE MATHWORKS, INC. **The Mathworks – MATLAB and Simulink for Technical Computing**. 2008. Disponível em: <<http://www.mathworks.com>>. Acesso em: 02 Julho 2008. [205](#)

THOMPSON, A. R. Fundamentals of Radio Interferometry. In: TAYLOR, G. B.; CARILLI, C. L.; PERLEY, R. A. (Ed.). **Synthesis imaging in radio astronomy II**. San Francisco, CA: BookCrafters, Inc., 1999. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 180), p. 11–+. [46](#), [47](#), [52](#), [55](#), [56](#)

THOMPSON, A. R.; BRACEWELL, R. N. Interpolation and Fourier transformation of fringe visibilities. **Astronomical Journal**, v. 79, p. 11–+, jan. 1974. [100](#)

THOMPSON, A. R.; CLARK, B. G.; WADE, C. M.; NAPIER, P. J. The Very Large Array. **Astrophysical Journal, Supplement**, v. 44, p. 151–167, out. 1980. [36](#), [202](#)

THOMPSON, A. R.; MORAN, J. M.; SWENSON, G. W. **Interferometry and Synthesis in Radio Astronomy**. New York, NY: Wiley-Interscience, 1986. [42](#)

VERY LARGE ARRAY (VLA). **Calibrator Manual**. 2003. Disponível em: <<http://www.vla.nrao.edu/astro/calib/manual/>>. Acesso em: 02 Julho 2008. [202](#)

_____. **The VLA Calibrator Manual**. 2003. Disponível em: <<http://www.vla.nrao.edu/astro/calib/manual/csource.html>>. Acesso em: 02 Julho 2008. [142](#), [201](#)

- _____. **VLA Calibrator Search**. 2003. Disponível em:
<<http://www.vla.nrao.edu/astro/calib/search/>>. Acesso em: 26 Junho
2008. 89, 201
- VLECK, J. H. van; MIDDLETON, D. The spectrum of clipped noise. **Proceedings of the IEEE**, v. 54, p. 2–19, 1966. 63
- WAKKER, B. P.; SCHWARZ, U. J. The Multi-Resolution CLEAN and its application to the short-spacing problem in interferometry. **Astronomy and Astrophysics**, v. 200, p. 312–322, jul. 1988. 61, 101
- WANG, Z.; SCHMAHL, E. J.; KUNDU, M. R. Meterwave observations of a coronal hole. **Solar Physics**, v. 111, p. 419–428, 1987. 33, 121
- WELLS, D. C.; GREISEN, E. W.; HARTEN, R. H. FITS - a Flexible Image Transport System. **Astronomy and Astrophysics, Supplement**, v. 44, p. 363–+, jun. 1981. 91
- WHITE, S. M.; KUNDU, M. R.; GOPALSWAMY, N. High dynamic range multifrequency radio observations of a solar active region. **Astrophysical Journal, Supplement**, v. 78, p. 599–617, fev. 1992. 36
- WILLSON, R. F. VLA, SOHO and TRACE Observations of Nonthermal Burst Activity, Coronal Mass Ejections, and EUV Transient Events. **Solar Physics**, v. 197, p. 399–419, dez. 2000. 36
- WILLSON, R. F.; GROFF, T. D. Very Large Array, SOHO and RHESSI observations of magnetic interactions and particle propagation across large-scale coronal loops. **Solar Physics**, 2008. 134
- ZLOBEC, P.; MESSEROTTI, M.; DULK, G. A.; KUCERA, T. VLA and Trieste observations of type I storms, type IV and pulsations. **Solar Physics**, v. 141, p. 165–180, set. 1992. 36

A REDUÇÃO DE DADOS INTERFEROMÉTRICOS NO AIPS

O Astronomical Image Processing System (AIPS, (FOMALONT, 1981)) é um programa desenvolvido pelo National Radio Astronomy Observatory (NRAO, EUA) para a redução de dados interferométricos. O programa é composto por rotinas internas, denominadas *tarefas* e *verbos*. Estas rotinas são controladas por parâmetros, que no ambiente do AIPS são denominados advérbios e que são variáveis globais, ou seja, têm o mesmo valor para todas as rotinas do programa.

A interface do AIPS é composta por quatro janelas principais, como representado na Figura A.1, e o programa opera em sistemas operacionais de base UNIX (Linux, Mac OS X, Sun/Solaris, etc). Das janelas que compõem o programa, a principal é um terminal onde o usuário digita os comandos, e as demais são os servidores de TV (associado aos recursos gráficos do programa), TEK e MSG, cuja descrição detalhada é apresentada no “Cookbook” do AIPS (GREISEN, 2007).

Os verbos são programas destinados a operações simples, como alterar os valores dos advérbios ou carregar imagens no servidor de TV. As tarefas, por outro lado, são programas mais complexos, destinados aos diversos tipos de operações que o AIPS permite ao usuário realizar sobre os dados. A execução de uma tarefa é iniciada através do verbo *go*. As principais etapas de uma sessão de redução de dados interferométricos de observações no contínuo são apresentadas em detalhes a seguir. O intuito é que este texto sirva como um guia rápido de referência para usuários iniciantes.

O AIPS trabalha com um catálogo interno para o qual os dados devem ser carregados antes do início do processamento. Tais dados devem estar registrados em formato FITS ou no formato próprio dos telescópios administrados pelo NRAO. A tarefa utilizada para carregar dados em formato FITS no catálogo interno do AIPS é a *fitld*, enquanto a tarefa *fillm* destina-se à cópia de dados no formato próprio do NRAO. Apenas o caminho correto do arquivo (informado através do advérbio *infile*) é suficiente para que os dados sejam carregados corretamente na grande maioria dos conjuntos de dados interferométricos. Assim, os seguintes comandos são suficientes para carregar a maioria dos arquivos FITS no AIPS:

```
>task 'fitld'  
>infile 'meusdados.FITS'
```

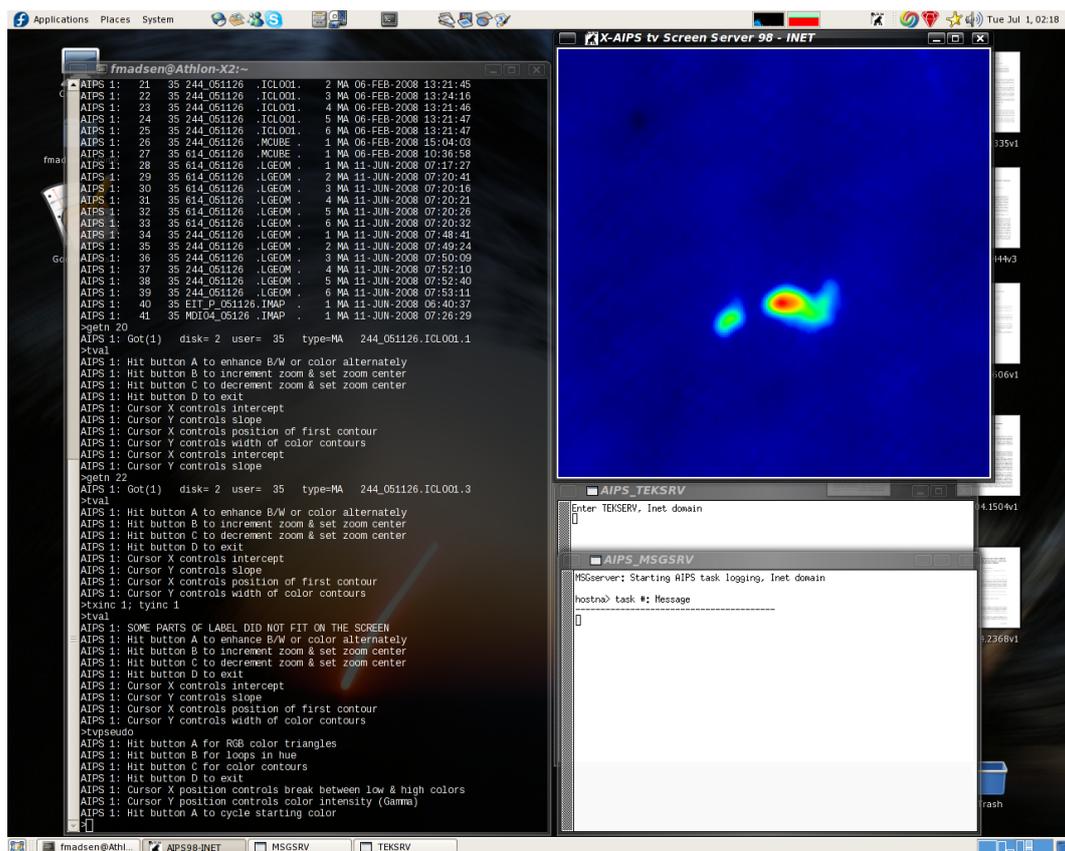


Figura A.1 - Imagem capturada de uma sessão do AIPS. A janela à esquerda é a principal, onde são digitados os comandos e também onde o programa imprime resultados e as mensagens principais. No topo à direita está a janela do servidor de TV, onde há uma imagem ilustrativa. As janelas na parte inferior direita são os servidores TEK e MSG – o último destinado à impressão de todas as mensagens do programa na tela.

>go

Neste exemplo, o arquivo *meusdados.FITS* será carregado a partir do diretório de dados do AIPS, que é definido durante a instalação. O primeiro comando altera o valor do advérbio *task* para *fitld*, o que significa que esta é a tarefa ativa, que vai ser executada pelo verbo *go* no terceiro comando. As aspas abertas no segundo comando fazem com que o AIPS reconheça as letras minúsculas do nome do arquivo, pois seu padrão é trabalhar apenas com letras maiúsculas.

Os verbos *pcat*, *mcat* e *ucat* exibem respectivamente na janela principal as listagens de todos os arquivos do catálogo interno do AIPS, apenas dos arquivos de mapas (MA) e apenas dos arquivos de visibilidades (UV), como ilustrado no exemplo a seguir:

```

>indi 1
>pcat
AIPS 1: Catalog on disk 1
AIPS 1:  Cat Usid Mapname      Class  Seq  Pt      Last access      Stat
AIPS 1:   1   35 MEUSDADOS    .UVDATA.    1 UV 02-JUL-2008 00:37:20
>
>ucat
AIPS 1: Catalog on disk 1
AIPS 1:  Cat Usid Mapname      Class  Seq  Pt      Last access      Stat
AIPS 1:   1   35 MEUSDADOS    .UVDATA.    1 UV 02-JUL-2008 00:37:20
>
>mcat
AIPS 1: Catalog on disk 1
AIPS 1:  Cat Usid Mapname      Class  Seq  Pt      Last access      Stat
>

```

No exemplo, o primeiro comando foi utilizado para alterar o valor do advérbio *indisk* para 1 (a forma curta, *indi* pode ser usada pois especifica este advérbio de forma unívoca), indicando que devem ser listados apenas arquivos do disco 1 do catálogo interno do AIPS (cujo caminho completo para o diretório é definido na instalação). Como há apenas arquivos do tipo UV no disco 1, a listagem relativa ao verbo *mcat* é vazia.

Após carregar os dados no catálogo interno, a tarefa *indxr* deve ser utilizada para indexar os dados, criando a tabela CL, que é anexada ao arquivo original e possibilita as etapas posteriores da calibração. O advérbio *infile* não é mais utilizado, e passa-se a trabalhar com os advérbios *iname*, *iclass* e *inseq*, utilizados para fornecer para a tarefa respectivamente os nomes, classes (Class) e números de sequência (Seq) de arquivos já carregados no catálogo interno do AIPS.

A forma mais direta de alterar todos os advérbios referentes ao arquivo sobre o qual uma tarefa atua é o verbo *getname*, conforme o exemplo de utilização da tarefa *indxr*, a seguir:

```

>getn 1
AIPS 1: Got(1)   disk= 1  user= 35   type=UV  MEUSDADOS.UVDATA.1
>task 'indxr'

```

>inp

AIPS 1:	Adverbs	Values	Comments
AIPS 1:	INDXR		Task to index a uv data base.
AIPS 1:	-----		-----
AIPS 1:	INNAME	'MEUSDADOS'	Input UV file name (name)
AIPS 1:	INCLASS	'UVDATA'	Input UV file name (class)
AIPS 1:	INSEQ	1	Input UV file name (seq. #)
AIPS 1:	INDISK	1	Input UV file disk unit #
AIPS 1:	INFILE	*all ' '	Input file for forced scan breaks
AIPS 1:	PRTLEV	0	Print level
AIPS 1:	CPARM	*all 0	1=> max. time gap (min). 0 => 10 min
AIPS 1:			2=> max scan length (min). 0 => 60 min
AIPS 1:			3=> CL/CS entry interval in minutes. 0 => 5 min, < 0 => don't create a new table.
AIPS 1:			4=> VLBA only: recalculate CL entry group delays using IM table data. 0 => No recalculation, 1 => Recalculate delays.
AIPS 1:			5=> VLBA only: recalculate CL entry atmospheric group delays and clock offsets using MC table data. 0 => No recalculation 1 => Recalculate delays
AIPS 1:			6=> single-dish only: maximum "antenna"/"beam" number in data set (if no AN)
AIPS 1:	BPARM	*all 0	VLA ONLY: Opacity and Gain curve control (see help)

```

AIPS 1: IN2FILE      ' '
AIPS 1:                               Antenna gains file
>go
AIPS 1: Resumes

```

Neste exemplo, o verbo *getname* (*getn*) foi utilizado para alterar os valores dos advérbios *iname*, *inclass* e *inseq*. O terceiro comando é o verbo *inputs* (*inp*), cuja função é exibir a listagem de advérbios associados à tarefa ativa e seus valores, conforme mostra o exemplo. Esta exibição indica ainda quais são os possíveis valores destes advérbios, e qual o seu efeito sobre o arquivo quando a tarefa é executada.

Este exemplo resulta na exibição das seguintes mensagens pelo servidor de mensagens (AIPS_MSGSRV), que indicam que a tarefa foi bem sucedida:

```

Athlon> INDXR1: Task INDXR (release of 31DEC08) begins
Athlon> INDXR1: Creating CL table with version number 1
Athlon> INDXR1: Appears to have ended successfully

```

A execução da tarefa *listr*, quando o advérbio *optype* tem valor 'SCAN', faz com que o programa imprima uma lista das fontes observadas, com os respectivos intervalos de tempo (UT), número de visibilidades amostradas e posições. Utilizando valores diferentes para o advérbio *optype*, pode-se obter uma lista das visibilidades ('LIST') e a média das visibilidades nas observações de cada uma das fontes ('MATX'). As diferentes possibilidades desta tarefa são descritas no programa e podem ser visualizadas através dos verbos *inputs* e *explain*. Este último exibe uma longa explicação sobre a tarefa ativa.

A redução dos dados inicia-se com a edição das visibilidades para remover pontos do conjunto de dados afetados por falhas ou flutuações no sistema ou interferência dos diferentes sistemas de comunicações em rádio frequências presentes na Terra (RFI). A primeira etapa da edição dos dados consiste na utilização da tarefa *quack* para a remoção dos dados espúrios do início ou final de cada observação. O advérbio *opcode* com valor 'BEG'/'END' informa à tarefa que os dados serão removidos do início/final de cada varredura.

A edição detalhada dos dados pode ser feita utilizando diferentes tarefas, a critério do usuário. A *tvflg* permite a visualização simultânea dos dados de todas as linhas de base em todos os intervalos de tempo em um modo gráfico interativo onde o

usuário pode controlar o contraste e a escala em que os dados são exibidos (escala de cinzas ou de cores) e remover pontos isolados, intervalos de tempo ou linhas de base. Esta tarefa utiliza o servidor de TV, no qual as teclas A,B,C e D têm funções especiais que são exibidas no servidor de mensagens. Por exemplo, as opções do menu exibido (Figura A.2) são selecionadas através do clique do mouse e ativadas após o acionamento das teclas A, B ou C, enquanto a tecla D exibe, na janela principal, um texto de ajuda sobre o item selecionado do menu.

OFFZOOM	ENTER ELC	DISPLAY AMPLITUDE	FLAG PIXEL	EXIT
OFFTRANS	ENTER TRC	DISPLAY PHASE	FLAG/CONFIRM	
OFFCOLOR	ENTER AMP PIXRANGE	DISPLAY RMS	FLAG AREA	
TVFIDDLE	ENTER PHS PIXRANGE	DISPLAY RMS/MEAN	FLAG TIME RANGE	
TVTRANSF	ENTER RMS PIXRANGE	DISPLAY VECT RMS	FLAG ANTENNA-DT	
TVPSEUDO	ENTER R/M PIXRANGE	DISPLAY VRMS/VAVG	FLAG A TIME	
DO WEDGE ?	ENTER SMOOTH TIME	DISPLAY AMP V DIFF	FLAG BASELINE	
LIST FLAGS	ENTER SCAN TIME	DISPLAY AMPL DIFF	CLIP BY SET #S	
UNDO FLAGS	ENTER CHANNEL	DISPLAY PHASE DIFF	CLIP INTERACTIV	
REDO FLAGS	ENTER IF	DISPLAY STOKES LL	CLIP BY FORM	
SET REASON	ENTER STOKES FLAG	SORT BY LENGTH		
	SWITCH SOURCE FLAG	OFF WINDOW + LOAD		
	SWITCH ALL-CH FLAG	SET WINDOW + LOAD		
	SWITCH ALL-IF FLAG	LOAD		

```
AMPLITUDE (0.12-46.39) CH 1 IF 1 AVG 1 ALL-CH ALL-IF ALL-SOURCE
ELNUMB ELC 1 1 TRC 495 59 SCAN 3 SHOW LL STOKES FLAG LL
```

Figura A.2 - Exemplo dos menus e da visualização gráfica da tarefa *tvflg*.

Por outro lado, utilizando a tarefa *uvflg* o usuário tem a opção de preparar um arquivo de entrada contendo todos os comandos de edição de dados, mas este arquivo deve ser preparado com base na visualização fornecida por outras tarefas, por exemplo a *listr*, quando o advérbio *optype* tem valor 'LIST'. A tarefa *uvflg* pode ser particularmente útil também para remover rapidamente todos os dados de uma antena que após a calibração foi identificada como defeituosa, por exemplo.

A calibração deve ser iniciada após a realização da edição dos dados conforme discutido no Capítulo 4. O fluxo do calibrador primário deve ser calculado utilizando a tarefa *setjy*, que ajusta as amplitudes para o fluxo apropriado, como no exemplo a seguir:

```
>task 'setjy'  
>optype 'calc'  
>sources '3c286''  
>go
```

Neste exemplo, o valor do advérbio *optype* foi alterado para 'CALC', determinando que o fluxo para o calibrador primário deve ser determinado a partir da expressão padrão incluída no programa a partir do monitoramento das principais fontes calibradoras primárias. O valor do advérbio *sources* indica a fonte para a qual deve ser obtido o fluxo, neste caso 3C286, e as aspas duplas após o nome da fonte indicam o encerramento da lista de fontes. Como resultado, são exibidas as seguintes mensagens no servidor de mensagens:

```
Athlon> SETJY1: Task SETJY (release of 31DEC08) begins  
Athlon> SETJY1: / Flux calculated using known spectrum  
Athlon> SETJY1: BIF = 1 EIF = 1 /Range of IFs  
Athlon> SETJY1: '3C286' IF = 1 FLUX =28.1461 (Jy calcd)  
Athlon> SETJY1: / Using (1999.2) VLA or Reynolds (1934-638) coefficients  
Athlon> SETJY1: Appears to have ended successfully
```

Indicando que a tarefa foi executada com sucesso, e que o fluxo obtido para 3C286 na frequência em que foram realizadas as observações é 28,1461 Jy.

As soluções de ganhos complexos para cada antena são determinadas pela tarefa *calib*. Os advérbios *bchan* e *echan* controlam, respectivamente, os canais inicial e final que serão utilizados para determinar as soluções (em geral, as soluções são determinadas para apenas um canal espectral, neste estágio da calibração). O advérbio *solint* controla o intervalo de tempo dentro do qual os pontos serão utilizados para tomar a média a partir da qual as soluções são determinadas, e deve ser ajustado conforme discutido no Capítulo 4.

Após a determinação dos ganhos complexos, deve-se obter o fluxo dos calibradores secundários a partir dos fluxos dos calibradores primários, o que é feito através da execução da tarefa *getjy*, de acordo com o exemplo a seguir:

```
>task 'getjy'  
>calsour '3c286''  
>sources '3c298''
```

>go

Os valores dos advérbios indicam que o fluxo de 3C286 (calibrador primário) deve ser utilizado pela tarefa como referência para calcular o fluxo de 3C298 (calibrador secundário). O servidor de mensagens exibe o seguinte como resultado:

```
Athlon> GETJY1: Task GETJY (release of 31DEC08) begins
Athlon> GETJY1: Source:Qual CALCODE IF Flux (Jy)
Athlon> GETJY1: 3C298 : 0 1 41.31277 +/- 1.17341
Athlon> GETJY1: Appears to have ended successfully
```

Indicando que o fluxo obtido para 3C298 na frequência em que foram realizadas as observações é $41,31277 \pm 1,17341$ Jy.

A aplicação da calibração é feita através da tarefa *clcal*, cujos advérbios são listados no exemplo a seguir, utilizando o verbo *inputs*:

```
AIPS 1: CLCAL      Task to manage SN and CL calibration tables
AIPS 1: Adverbs    Values          Comments
AIPS 1: -----
AIPS 1: INNAME     'MEUSDADOS'      Input UV file name (name)
AIPS 1: INCLASS   'UVDATA'         Input UV file name (class)
AIPS 1: INSEQ     1                Input UV file name (seq. #)
AIPS 1: INDISK    1                Input UV file disk unit #
AIPS 1: SOURCES   *all ' '         Source list to calibrate
AIPS 1: SOUCODE   ' '              Source "Cal codes"
AIPS 1: CALSOUR   '3C286'          Cal sources for calibration
AIPS 1:           '3C298' *rest ' '
AIPS 1: QUAL      -1              Source qualifier -1=>all
AIPS 1: CALCODE   ' '              Calibrator code ' '=>all
AIPS 1: TIMERANG *all 0          Time range to calibrate
AIPS 1: SUBARRAY  0                Subarray, 0=>all,
AIPS 1: ANTENNAS *all 0          Antennas selected, 0=> all
AIPS 1: SELBAND   -1              Bandwidth to select (kHz)
AIPS 1: SELFREQ   -1              Frequency to select (MHz)
AIPS 1: FREQID    -1              Freq. ID to select.
AIPS 1: OPCODE    ' '              Operation 'MERG','CALI',
```

```

AIPS 1:                                'CALP'; ' ' => 'CALI'
AIPS 1: INTERPOL      ' '              Interpolation function,
AIPS 1:                                choices are: '2PT','SIMP',
AIPS 1:                                'AMBG','CUBE','SELF','POLY',
AIPS 1:                                'SELN'; see HELP for details
AIPS 1: CUTOFF        0                Interpolation limit in
AIPS 1:                                time (min); 0=> no limit.
AIPS 1: SAMPTYPE      ' '              Smoothing function
AIPS 1: BPARAM        *all 0           Smoothing parameters
AIPS 1: ICUT          0.1              Cutoff for functional forms
AIPS 1: DOBLANK       0                Blanked value interpolation
AIPS 1: DOBTWEEN      1                > 0 -> smooth all sources
AIPS 1:                                together; else separate them
AIPS 1: SMOTYPE       ' '              Data to smooth
AIPS 1: SNVER         0                Input SN table, 0=>all.
AIPS 1: INVERS        0                Upper SN table vers in a
AIPS 1:                                range. 0=>SNVER
AIPS 1: GAINVER       0                Input Cal table 0=>high
AIPS 1: GAINUSE       0                Output CAL table 0=>high+1
AIPS 1: REFANT        0                Reference antenna 0=>pick.
AIPS 1: BADDISK       *all 0           Disks to avoid for scratch

```

Neste exemplo, o valor do advérbio *calsour* foi alterado para '3c286"3c298", indicando que estas são as fontes calibradoras. Deixando o advérbio *sources* em branco, a tarefa aplica a calibração a todas as fontes contidas no arquivo 'MEUSDADOS'. O advérbio *interpol* é importante pois permite escolher o tipo de interpolação que será utilizado para a aplicação da calibração aos dados da fonte de interesse. O valor 'AMBG', por exemplo, permite a solução de ambiguidades na calibração em fase, a partir da análise da deriva em fase ao longo das observações, o que pode resultar em uma melhor calibração. A tarefa *clcal* cria uma nova tabela CL, que contém os valores dos ganhos de calibração que devem ser aplicados às fontes observadas.

Uma vez que a calibração foi aplicada às visibilidades, pode-se utilizar a tarefa *imagr* para obter o mapa da fonte observada. A *imagr* é controlada por muitos advérbios e tem capacidade para aplicar três implementações diferentes do método CLEAN, além de oferecer a opção de tomar a média de um certo número de canais espectrais

definidos pelo usuário através do advérbio *nchav*. O CLEAN pode ser aplicado de forma interativa: a tarefa aplica a transformada de Fourier às visibilidades e então exibe a imagem suja, para que o usuário escolha as estruturas da imagem que serão utilizadas pelo CLEAN para remover a contribuição dos lóbulos laterais à imagem.

A seguir, é apresentado um exemplo simples da utilização da tarefa *imagr* para obtenção de uma imagem de 3C298, a partir do arquivo 'MEUSDADOS':

```
>task 'imagr'  
>getn 1  
AIPS 1: Got(1)   disk= 1  user= 35   type=UV   MEUSDADOS.UVDATA.1  
>sources '3C298''  
>docalib 1  
>gainuse 2  
>bchan 1  
>echan 1  
>nchav 1  
>cellsize 6  
>imsize 1024  
>uvrange 0 10  
>niter 10000  
>inp  
...  
>go
```

Neste exemplo, a listagem de advérbios exibida pelo verbo *inputs* foi suprimida, devido à grande quantidade de advérbios que controlam a tarefa *imagr*. O valor 1 do advérbio *docalib* indica que a calibração deve ser aplicada aos dados, enquanto o valor 2 do advérbio *gainuse* indica que esta calibração deve ser aplicada a partir da tabela de calibração (CL) 2. O advérbio *nchav* indica que será utilizado apenas 1 canal para a produção da imagem, de acordo com os advérbios *bchan* e *echan*. Os advérbios *cellsize* e *uvrange* devem ser alterados de forma consistente, por isso os valores de 6 e 0 10, respectivamente. O *uvrange* especifica, respectivamente e em unidades de $k\lambda$ (λ é o comprimento de onda da radiação observada), o comprimento da menor e da maior linha de base a ser utilizada para produzir a imagem. A inversão deste valor fornece a largura do feixe sintetizado utilizado para produzir a imagem, e o valor de *cellsize* deve ser menor ou igual a 1/3 deste valor, para garantir

a amostragem apropriada das estruturas de brilho na imagem. O advérbio *niter* determina o número máximo de iterações do método CLEAN, e deve ser sempre inferior ao número de visibilidades utilizadas para obter a imagem.

A execução da tarefa resulta em uma enorme quantidade de mensagens no servidor de mensagens, e na exibição do mapa sujo, acompanhado de menus gráficos no servidor de TV. Para prosseguir à aplicação do método CLEAN à imagem, o usuário deve selecionar as estruturas reais da imagem através da opção *tvbox*, e em seguida selecionar a opção *continue clean*. O processo pode ser interrompido a qualquer momento, através da opção *stop cleaning* do menu gráfico.

O acompanhamento do procedimento apresentado neste texto deve levar o leitor à obtenção de um mapa CLEAN calibrado a partir de dados interferométricos. No entanto, é importante lembrar que este é um guia rápido, e que deve-se recorrer às informações contidas no “Cookbook” do AIPS para utilizar corretamente todos os recursos do programa. Espera-se que este texto auxilie também a compreensão daquele manual, já que apresenta uma síntese das etapas mais importantes da redução de dados utilizando o AIPS.

B ALOCAÇÃO DE TEMPO DO GMRT

O “GMRT Time Allocation Commitee” (GTAC) é um comitê formado atualmente por cientistas das instituições NCRA, “Tata Institute of Fundamental Research” (TIFR), “Inter University Centre for Astronomy and Astrophysics” (IUCAA), “Indian Institute of Astrophysics” (IIA) e Universidade de Pune. Sua função é receber os pedidos de tempo e avaliar o seu mérito e viabilidade (normalmente as propostas são encaminhadas a revisores), definindo a agenda observacional do telescópio.

A agenda anual de operações do GMRT é composta por dois ciclos observacionais de 5 meses. Após cada ciclo há um mês reservado para manutenção, de forma que o telescópio é utilizado para observações de interesse astrofísico durante 10 meses por ano. Os meses de manutenção são normalmente Abril e Outubro.

Além dos meses reservados integralmente para manutenção, a agenda observacional é planejada de forma que exista pelo menos um dia por semana disponível para operações de manutenção, com o objetivo de garantir a boa operação do telescópio ao longo de todo o ciclo de 5 meses. A manutenção semanal é normalmente agendada entre 12:00 de quarta-feira e 12:00 de quinta-feira (horário local).

A agenda também inclui janelas de tempo ocioso do telescópio, que são destinadas a acomodar serviços de manutenção necessários ao longo do ciclo de observações, projetos de oportunidade (“Target of Opportunity” – ToO), observações destinadas a testes dos sistemas do telescópio e eventualmente projetos de estudantes vinculados ao NCRA. A agenda de observação do mês de Dezembro de 2005, quando parte dos dados deste trabalho foi coletada, é apresentada na Figura B.1.

Os pedidos de tempo para observações em 157 MHz recebem atenção especial do GTAC, já que o GMRT está localizado numa área em que o nível de interferência em rádio frequência ou RFI (“Radio Frequency Interference”)¹ é muito alto nesta banda de frequências. Por este motivo, apenas equipes que contam com astrônomos com experiência em observações e redução de dados com o GMRT têm suas propostas aprovadas para observações na banda de 157 MHz. Por outro lado, projetos relacionados a trabalhos de pós-graduação (Dissertações de Mestrado ou Teses de Doutorado) têm preferência no processo de avaliação, como uma forma de incentivo aos estudantes.

¹As fontes mais importantes de RFI são estações retransmissoras de sinais de TV, rádio (FM e AM) e telefonia móvel.

		GMRT Observing Schedule Cycle 9											December 2005							V1.5							
LST		0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17	18	19	20	21	22	23		
IST		20	21	22	23	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17	18	19		
1Dec05	Thu	<i>Lband</i> >								09JMa01 (C)										09SKG01 (C)					Fri	2Dec	
2Dec05	Fri					09SKG01 (C)														09SKG01						Sat	3Dec
3Dec05	Sat							09BBb01 (P)																		Sun	4Dec
4Dec05	Sun	09DJS02 (L)						09BBb02 (P)							09JKa01					09DJS02 (L)						Mon	5Dec
5Dec05	Mon					09GKa01 (C)														09GKa02 (C)						Tue	6Dec
6Dec05	Tue																									Wed	7Dec
7Dec05	Wed																									Thu	8Dec
IST	0.5+	19	20	21	22	23	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17	18		
8Dec05	Thu					09GKa01(C)														09GKa02 (C)						Fri	9Dec
9Dec05	Fri	<i>150 MHz</i> >						09BBb01 (P)												09FRM01 (C)						Sat	10Dec
10Dec05	Sat							09CHI01 (C)												<i>Lband</i> >	09NGa01 (L)					Sun	11Dec
11Dec05	Sun					<i>150 MHz</i> >		09BBb02 (P)												09FRM01 (C)						Mon	12Dec
12Dec05	Mon	<i>610/235</i> >	**					09BBb01 (P)												09PDa01 (C)						Tue	13Dec
13Dec05	Tue		**					09BBb02 (P)												09JKa01						Wed	14Dec
14Dec05	Wed																									Thu	15Dec
IST	0.5+	19	20	21	22	23	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17	18		
15Dec05	Thu		**							09KBa01 (C)										09PDa01						Fri	16Dec
16Dec05	Fri					**														09FRM01 (C)					**	Sat	17Dec
17Dec05	Sat	**																		09JKa01			09PDa01 (C)			Sun	18Dec
18Dec05	Sun	**								09KBa01 (C)										09PDa02 (C)					**	Mon	19Dec
19Dec05	Mon	<i>P band</i> >						09BBb01 (P)							<i>L band</i> >					09GKa02 (C)						Tue	20Dec
20Dec05	Tue					<i>P band</i> >		09BBb02 (P)																		Wed	21Dec
21Dec05	Wed																									Thu	22Dec
IST	0.5+	18	19	20	21	22	23	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17		
22Dec05	Thu	<i>Lband</i> >								09AAD01										09JMa01 (C)			09JKa01			Fri	23Dec
23Dec05	Fri							09MJa01 (C)															09PDa02 (C)			Sat	24Dec
24Dec05	Sat		<i>P band</i> >					09BCJ02 (P)												09JKa01						Sun	25Dec
25Dec05	Sun							09MJa01 (C)														09SKG01		09JKa01		Mon	26Dec
26Dec05	Mon									09JMa01 (C)												09SKG01				Tue	27Dec
27Dec05	Tue																									Wed	28Dec
28Dec05	Wed																									Thu	29Dec
IST	0.5+	18	19	20	21	22	23	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17		
29Dec05	Thu	<i>235</i> >	**					09MJa01 (C)													09JMa01 (C)				**	Fri	30Dec
30Dec05	Fri									09DBa01 (C)												TOO - YG		**		Sat	31Dec
31Dec05	Sat			09MDa01 (C)																		<i>L band</i> >				Sun	1Jan
LST		0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17	18	19	20	21	22	23		

Figura B.1 - Exemplo de agenda observacional do GMRT, em Dezembro de 2005. O projeto do autor é o 09FRM01, indicado por linhas tracejadas.

Fonte: NCRA (2006)

C BUSCA DE CALIBRADORES DO VLA

A busca de calibradores do VLA é uma ferramenta disponível na internet (VLA, 2003c) para auxiliar a preparação de observações interferométricas, simplificando a busca por calibradores a partir do catálogo de calibradores do VLA (VLA, 2003b). A interface da ferramenta é exibida na Figura C.1.

The image shows a screenshot of the National Radio Astronomy Observatory (NRAO) Calibrator Search web page. At the top left is the NRAO logo. The page title is "National Radio Astronomy Observatory". Below the title, the date "Thursday, June 26, 2008" is displayed. A breadcrumb trail reads "NRAO Home > VLA > Tools for Astronomers > Calibrator Search". The main heading is "Calibrator Search".

The form is divided into two main sections: "Source Position" and "Search Parameters".

Source Position: It contains input fields for "RA" (with a placeholder "00h00m00"), "Dec" (with a placeholder "00d00m00"), and "J2000". Below these is an "or" label and an "IAU Name" input field. A note states: "Note: IAU convention for J2000 names is JHHMM±DDMM, for B1950 names HHMM±DDD".

Search Parameters: It includes a "Search Radius (degrees)" input field (placeholder "10d00m00") and an "Array Configuration" dropdown menu (set to "Any"). Below this are radio button options for "Band": 90cm, 50cm, 20cm, 6cm, 3.7cm, 2cm, 1.3cm, and 7mm. There are also input fields for "Flux Limits (Jy) Lower" and "Upper". At the bottom of this section, there are radio button options to "Find all", "code P", "code S", or "code W" calibrators.

At the bottom of the form, there are three buttons: "Search Position", "Search IAU Name", and "Reset Search". Below the buttons is a link "Return to Calibrator Manual".

The footer contains a navigation menu with links: "Staff", "Contact Us", "Careers", "Directories", "Site Map", "Help", "Policies", "Diversity Policy", and "Search". Below the menu are logos for NRAO, NSF, and Associated Universities, Inc. A text block states: "The National Radio Astronomy Observatory is a facility of the National Science Foundation operated under cooperative agreement by Associated Universities, Inc." At the very bottom, it says "Modified on Monday, 25-Feb-2008 12:58:27 MST".

Figura C.1 - Formulário digital da busca de calibradores do VLA.

Fonte: VLA (2003c)

No primeiro bloco, o usuário especifica a fonte de interesse de suas observações, a partir de cuja posição o programa irá procurar por calibradores no catálogo do

VLA. A fonte pode ser especificada através da sua posição no sistema de coordenadas Equatoriais (AR, Dec e época), ou através do seu nome segundo as convenções da União Astronômica Internacional (IAU).

Os parâmetros da busca são controlados pelo usuário através do segundo bloco. Neste, podem ser especificados a distância máxima entre o calibrador e a posição da fonte de interesse (Search Radius), a configuração do arranjo (item válido apenas para observações com o VLA), a banda de frequências, que pode corresponder aos comprimentos de onda de 90, 50, 20, 6, 3,7, 2, 1,3 e 0,7 cm, os limites inferior e superior de fluxo e os códigos de classificação dos calibradores.

A distância máxima entre o calibrador e a posição da fonte de interesse varia de acordo com a banda de frequências e o tipo de observações que serão realizadas. No caso de observações solares, por exemplo, não se deve escolher fontes muito próximas ao Sol, para evitar que fluxo proveniente do Sol seja coletado pelos lóbulos laterais das antenas durante as observações do calibrador, o que impediria a realização da calibração. Por outro lado, fontes calibradoras muito distantes da fonte de interesse são observadas através de regiões diferentes da atmosfera, o que também reduz a qualidade da calibração. Assim, um valor típico para a distância máxima entre o calibrador e o Sol é $\sim 20^\circ$. No entanto, pode ser necessário aumentar este valor para encontrar bons calibradores, de acordo com a posição do Sol.

A configuração do arranjo é um item válido apenas para observações com o VLA, pois as antenas deste telescópio podem ser distribuídas segundo quatro configurações diferentes (THOMPSON *et al.*, 1980), cada uma com suas propriedades de recepção. No caso de observações com o GMRT, por exemplo, basta deixar esse campo na opção “Any”, que significa que os resultados da busca não serão filtrados de acordo com a configuração do arranjo.

Os códigos de classificação dos calibradores são discutidos no manual de calibração do VLA (VLA, 2003a). Estes códigos são utilizados para distinguir as fontes quanto à precisão da calibração que pode ser obtida a partir da utilização da fonte como calibradora. Os registros das fontes no catálogo do VLA são exibidos de acordo com o exemplo a seguir:

1733-130	J2000	A	17h33m02.7058s	-13d04'49.546''
1730-130	B1950	A	17h30m13.5352s	-13d02'45.837''

BAND	A	B	C	D	FLUX(Jy)	UVMIN(kL)	UVMAX(kL)
20cm	L	S	X	X	5.20	40	3
6cm	C	P	P	P	5.00		
3.7cm	X	P	P	S	5.80	15	
2cm	U	P	P	P	3.70		

Os calibradores têm sua classificação exibida por banda de frequências e configuração do VLA, e são P, S, W, C, X e ?, nesta ordem. Seu significado é o seguinte:

P são esperados erros de calibração em amplitude menores do que 3%,

S são esperados erros de calibração em amplitude entre 3 e 10 %,

W são esperados erros de calibração em amplitude maiores do que 10 %. Estes calibradores devem ser utilizados apenas para calibração de fases,

C Confuso,

X Não utilize: a resolução é muito alta, ou a fonte é muito fraca,

? a fonte tem estrutura desconhecida.

Através destes códigos, é possível escolher qual calibrador é mais apropriado para o objetivo das observações que se planeja realizar. Nas observações com o GMRT, por exemplo, deve utilizar como referência os códigos relativos às configurações A e B do VLA, cujas propriedades se aproximam mais daquelas do GMRT. Em outros telescópios, deve-se identificar a configuração do VLA mais próxima da configuração do telescópio, e utilizar estes códigos apenas como referência para auxiliar na escolha do calibrador.

D PROGRAMAS COMPUTACIONAIS PARA REDUÇÃO DOS DADOS DO BDA

Os programas listados neste apêndice foram desenvolvidos pelo autor para realizar a redução de dados do BDA, utilizando o ambiente GNU/Octave (EATON, 1998), que é um programa de licença livre (GPL – General Public License) compatível com o programa MATLAB (MATHWORKS, 2008). O programa oferece um ambiente otimizado para solução de problemas numéricos, principalmente de análise de dados e simulação. O Octave (assim como o MATLAB) oferece ainda ao usuário a possibilidade de desenvolver programas que podem ser executados dentro do seu ambiente.

Os programas são listados aqui na sequência em que devem ser utilizados para a redução de dados do BDA. Inicialmente, o programa *BDADAS.m* é utilizado para declarar as variáveis relativas à configuração do BDA, como posição das antenas, comprimento das linhas de base, frequência e localização geográfica. O programa *BDADAS.m* é apresentado a seguir:

```
% Felipe Madsen, 22/10/2007

% Script que carrega as variáveis associadas às posições das antenas e
% cobertura uv do BDA.

global f0 base u0 s phi gr beam antennas

load antennas.dat

input('RF Frequency (Hz): ');
f0=ans;

% Linhas de base ordenadas por número das antenas

base = [ 72, 108, 126, 216, 36, 54, 144, 18, 108, 90 ];

u0 = base * f0 / 3e8;
```

```

% Vetor para ordenação das linhas de base por comprimento

s = [ 8, 5, 6, 1, 10, 2, 9, 3, 7, 4 ];

% Latitude do BDA

phi = - (22 + (41/60) + (35/3600));

% Grid e feixe

gr = zeros(1,128);
gr(13) = 1;
gr(117)=1;
gr(2:9) = 1;
gr(121:128)=1;

beam = fftshift(real(ifft(gr)));

% Retorno das variáveis

printf('BDA - Data Analysis System -- Felipe Madsen, 2007 \n')
printf(' ***** Variables set for the BDA site *****\n')
printf('RF Frequency: %1.3f GHz \n',f0/1e9)
printf('Baselines: \n')
printf(' 1x2 | 1x3 | 1x4 | 1x5 | 2x3 | 2x4 | 2x5 | 3x4 | 3x5 | 4x5 \n')
printf(' %3.0f | %3.0f |
%3.0f | %3.0f \n', base(1),base(2),base(3),base(4),base(5),
base(6),base(7),base(8),base(9),base(10))
printf('UV distances(zenith): \n')
printf(' UVmin: %10.2f \n', min(u0))
printf(' UVmax: %10.2f \n', max(u0))
printf('Geographical Latitude(degrees): %f \n', phi)

```

Após executar o programa *BDADAS.m*, os dados brutos do BDA são carregados para a memória do Octave através do programa *satld.m*. Este programa utiliza o programa *bda_ana.m*, desenvolvido no Instituto Indiano de Astrofísica (juntamente com o correlacionador), e adaptado para a linguagem do Octave pelo Dr. Ubiratan Santos Freitas. O programa *satld.m* executa o *bda_ana.m* calculando a média de cada 4 amostras do conjunto de dados originais, um número que foi obtido empiricamente e otimiza a relação sinal/ruído para observações solares e de satélites de GPS. A seguir, é apresentado programa *satld.m*:

```
function [F,ac] = satld(raw)
%function [F,ac] = satld(raw)

% Felipe Madsen, 29/05/2007
% Apenas chama o bda\_ana.m, tomando a média de cada 4 amostras.

d = load(raw);

[F,ac] = bda\_ana(d,4);
```

Para carregar o arquivo com as marcações de tempo da aquisição de dados, utiliza-se o programa *timeld.m*:

```
function t=timeld(timetag)
%function t=timeld(timetag)

% Felipe Madsen, 29/05/2007

% Carrega o arquivo de 'timetag' do correlacionador, retornando
% o tempo em segundos a partir do início do dia

TE = load(timetag);

t = 3600*TE(:,1)+60*TE(:,2)+TE(:,3);
```

As coordenadas das fontes podem ser fornecidas em dois formatos. No primeiro, os valores dos ângulos azimute e elevação são registrados em graus, no formato decimal. Além disso, é necessário desfazer uma transformação de coordenadas associada ao

sistema de apontamento do BDA. Neste caso, o arquivo contendo as coordenadas é carregado através do programa *coordld.m*:

```
function coo = coordld(coord)
%function coo = coordld(coord)

% Felipe Madsen, 29/05/2007

% Carrega o arquivo de coordenadas e retorna uma matriz com
% tempo em segundos a partir do início do dia na primeira coluna,
% azimute na segunda e elevação na terceira.

coo = load(coord);

% transformação de coordenadas
coo(:,1)=coo(:,1)*3600;

% Desfaz a transformação de coordenadas feita no programa ccsol:
coo(:,2)=coo(:,2)-180;
coo(:,3)=180-coo(:,3);
```

No segundo caso, o arquivo contendo as coordenadas da fonte é gerado utilizando o programa XEphem, e os valores dos ângulos azimute e elevação são registrados em graus, minutos e segundos. Neste caso, as coordenadas são carregadas através do programa *xcoordld.m*:

```
function coo = xcoordld(coord)
%function coo = xcoordld(coord)

% Felipe Madsen, 17/10/2007

% Carrega o arquivo de coordenadas gerado pelo XEphem e retorna uma matriz
% com tempo em segundos a partir do início do dia na primeira coluna,
% azimute na segunda e elevação na terceira.

coo = load(coord);
```

```

% redução da matriz e conversão das coordenadas para segundos a partir do
% início do dia, azimute e elevação em graus na base decimal.
coo(:,1) = coo(:,1)*3600 + coo(:,2)*60 + coo(:,3);
coo(:,2) = coo(:,4) + coo(:,5)/60 + coo(:,6)/3600;
coo(:,3) = coo(:,7) + coo(:,8)/60 + coo(:,9)/3600;

coo=coo(:,1:3);

```

A etapa seguinte da redução dos dados é o ajuste das coordenadas aos instantes das amostras contidas no conjunto de dados. Este ajuste é realizado através do programa *coord_fit.m*:

```

function cooi = coord_fit(t,F,coo)
%function cooi = coord_fit(t,F,coo)

% Felipe Madsen, 30/05/2007

% coord_fit faz a interpolação dos tempos a partir do arquivo timetag,
% obtendo os tempos absolutos de cada entrada da matriz F. O programa
% interpola os instantes de tempo linearmente, de acordo com as
% dimensões das matrizes F e t. Para cada um dos instantes, o programa
% faz também a interpolação das coordenadas azimute e elevação,
% retornando uma matriz com tempo em segundos a partir do início do
% dia na primeira coluna, azimute em radianos na segunda e elevação
% em radianos na terceira.

% Modificação em 21/05/2008
% Determinação dos instantes das amostras, ti

N = length(t);          %número de tags de tempo
M = length(F);          %número de amostras

dt = mean(diff(t));
dtau = N * dt / M;

tau1 = t(end) - (M - 1) * dtau;

```

```

ti = (tau1:dtau:t(end))';

cooi(:,1) = ti;

% Ajusta uma curva spline às coordenadas, dados os tempos ti
cooi(:,2) = spline(coo(:,1),coo(:,2),ti);
cooi(:,3) = spline(coo(:,1),coo(:,3),ti);
cooi(:,2) = cooi(:,2)*pi/180;
cooi(:,3) = cooi(:,3)*pi/180;

```

A partir das coordenadas ajustadas aos instantes das observações, é gerado um modelo de variação das fases, conforme discutido no Capítulo 6. Este modelo é obtido através do programa *phas_th.m*:

```

function phasmod_th=phas_th(az,el,base)
% phasmod_th=phas_th(az,el,base)

% Felipe Madsen, 31/05/2007
% Modificado em 05/11/2007

for i=1:10
    phasmod_th(:,i) = arg(exp(I*2*pi*1.575e9*base(i)*cos(el).*sin(az)/3e8));
end

phasmod_th = unwrap(phasmod_th);

```

A partir dos dados brutos carregados utilizando o programa *satld.m*, as visibilidades complexas, suas fases e amplitudes corrigidas pela potência total medida nas antenas 2 e 5 são obtidos através do programa *cvis.m*:

```

function [vobs,amp,phas] = cvis(F)
%function [vobs,amp,phas] = cvis(F)

% Felipe Madsen, 29/05/2007

% Lê a matriz F com todas as amostras e armazena as visibilidades

```

```

% complexas no vetor vobs.

% Visibilidades complexas
for i=1:10
    vobs(:,i) = F(:,(2*i)-1) + I*F(:,2*i);
end

% Total power
TP(:,1) = F(:,21);
TP(:,2) = F(:,22);

tp = mean(TP,2);

% Visibilidades com as amplitudes corrigidas pelo Total Power

for i=1:10
    vobs(:,i) = vobs(:,i) .* tp;
end

% Amplitudes
amp=abs(vobs);

% Fases
phas=arg(vobs);

A obtenção de um conjunto de fases observadas e de um modelo de variação de fase
permite que seja obtida a dispersão das fases, conforme discutido no Capítulo 6. Após
a obtenção do conjunto de dados de dispersão das fases, as soluções de calibração
de fase independentes por antena são obtidas utilizando o programa calib.m:

function g = calib(phast,badbase)
% g = calib(phast,badbase)

% Felipe Madsen, 16/07/2007
% Modificado em 01/11/2007 -- Correção da matriz de mínimos quadrados

```

```

% Variável auxiliar, utilizada para desconsiderar linhas de base ruins na
% calibração

g_aux = phast;

if (nargin < 2)
    N=0;
else
    N=length(badbase);
end

if (N > 0)
    for i=1:N
        g_aux(badbase(i)) = 0;
    end
end

% ofs -- vetor que permite o ajuste de offsets por linha de base (radianos)
%ofs=[0,0,0,0,0,0,0,0,0,0];
ofs=phast(1,:);

for i=1:10
    g_aux(:,i)=g_aux(:,i)-ofs(1,i);
end

% Y -- Vetor formado pelas fases observadas nas linhas de base com cada
% antena:
Y(:,1) = g_aux(:,1) .+ g_aux(:,2) .+ g_aux(:,3) .+ g_aux(:,4);
Y(:,2) = -g_aux(:,1) .+ g_aux(:,5) .+ g_aux(:,6) .+ g_aux(:,7);
Y(:,3) = -g_aux(:,2) .- g_aux(:,5) .+ g_aux(:,8) .+ g_aux(:,9);
Y(:,4) = -g_aux(:,3) .- g_aux(:,6) .- g_aux(:,8) .+ g_aux(:,10);
Y(:,5) = -g_aux(:,4) .- g_aux(:,7) .- g_aux(:,9) .- g_aux(:,10);

% A -- Matriz equivalente do sistema de equações de mínimos quadrados
A = [[4,-1,-1,-1,-1];
     [-1,4,-1,-1,-1];

```

```

    [-1,-1,4,-1,-1];
    [-1,-1,-1,4,-1];
    [-1,-1,-1,-1,4]];

% g -- ganhos independentes por antena
g = (A\Y')';

% g_bas -- Ganhos de calibração por linha de base

g_bas(:,1) = g(:,1) .- g(:,2);
g_bas(:,2) = g(:,1) .- g(:,3);
g_bas(:,3) = g(:,1) .- g(:,4);
g_bas(:,4) = g(:,1) .- g(:,5);
g_bas(:,5) = g(:,2) .- g(:,3);
g_bas(:,6) = g(:,2) .- g(:,4);
g_bas(:,7) = g(:,2) .- g(:,5);
g_bas(:,8) = g(:,3) .- g(:,4);
g_bas(:,9) = g(:,3) .- g(:,5);
g_bas(:,10) = g(:,4) .- g(:,5);

% closure - Erros closure em radianos

for i=1:10
    closure(1,i) = mean(g_aux(:,i).-g_bas(:,i));
    closure(2,i) = std(g_aux(:,i).-g_bas(:,i));
end

% Retorno da função

printf('\n\nAntenna-based solutions stored in an antenna gain matrix\n')
printf('Average closure error (degrees): ')
printf('%2.2f ', mean(closure(1,:))*180/pi)
printf(' +/- ')
printf('%2.2f \n', std(closure(2,:))*180/pi)

```

A combinação dos ganhos independentes por antena e a sua aplicação às fases ob-

servadas é realizada pelo programa *clcal.m*:

```
function phas_cal = clcal(g,phast,offs)
%function phas_cal = clcal(g,phast,offs)

% Felipe Madsen, 16/07/2007

if (offs == 0)           % não calibrar offsets
    ofs=zeros(1,10);
elseif (offs > 0)       % calibrar offsets
    ofs=phast(1,:);
end

g_bas(:,1) = g(:,1) .- g(:,2) + ofs(1,1);
g_bas(:,2) = g(:,1) .- g(:,3) + ofs(1,2);
g_bas(:,3) = g(:,1) .- g(:,4) + ofs(1,3);
g_bas(:,4) = g(:,1) .- g(:,5) + ofs(1,4);
g_bas(:,5) = g(:,2) .- g(:,3) + ofs(1,5);
g_bas(:,6) = g(:,2) .- g(:,4) + ofs(1,6);
g_bas(:,7) = g(:,2) .- g(:,5) + ofs(1,7);
g_bas(:,8) = g(:,3) .- g(:,4) + ofs(1,8);
g_bas(:,9) = g(:,3) .- g(:,5) + ofs(1,9);
g_bas(:,10) = g(:,4) .- g(:,5) + ofs(1,10);

phas_cal = phast .- g_bas;
```

Após a obtenção dos conjuntos de fases e amplitudes calibradas através dos programas listados neste apêndice e dos procedimentos discutidos no Capítulo 6, a imagem suja da fonte de interesse é obtida através da execução do programa *imagr.m*:

```
function map = imagr(camp,cphas)
% function map = imagr(camp,cphas)
%

% Felipe Madsen, 25/01/2008
```

```
global s
```

```

% Vetor ordenado por comprimento da linha de base

for i=1:10
    cvl(:,i)=camp(:,s(i)).*exp(I*cphas(:,s(i)));
end

cvl(:,12)=cvl(:,10);
cvl(:,10)=0;

if (cvl(:,6) != 0 & cvl(:,7) != 0)
    cvl(:,6)=mean([cvl(:,6),cvl(:,7)],2);
elseif (cvl(:,6) == 0 & cvl(:,7) != 0)
    cvl(:,6)=cvl(:,7);
else
    cvl(:,6)=cvl(:,6);
endif

cvl(:,7:8)=cvl(:,8:9);
cvl(:,9)=0;
cvl(:,13:115)=0;
cvl(:,116)=conj(cvl(:,12));
cvl(:,117:117)=0;
cvl(:,120:127)=conj(cvl(:,8:-1:1));
cvl(:,2:128)=cvl(:,1:127);
cvl(:,1)=0;

N = length(cvl);

for i=1:N
    map(i,:)=fftshift(real(ifft(cvl(i,:))));
end

```

Finalmente, a imagem suja pode ser modificada através da aplicação do método CLEAN. O programa *clean.m* permite a aplicação de uma implementação simples do método CLEAN na qual o usuário pode determinar a região do mapa que será

utilizada para procurar por componentes CLEAN e o ganho do algoritmo. Além disso, é possível interromper o processo de forma interativa, pois o programa exibe o resultado da aplicação do CLEAN ao final de cada 5 iterações. O programa *clean.m* é apresentado a seguir:

```
function clmap = clean(map,gain,niter,l1,l2)
% function clmap = clean(map,gain)

% Felipe Madsen, 23/10/2007

% Modificado em 19/11/2007

% Desenvolvida para aplicar o CLEAN às imagens utilizando o feixe
% sintetizado declarado como variável global no BDADAS.m

% Variáveis
global beam

dmap = map;

N = length(dmap);

if(nargin < 4)
    plot(dmap)
    title('Dirty Map')
    input('1st coordinate of clbox: ');
    l1 = ans;
    input('2nd coordinate of clbox: ');
    l2 = ans;
end

% Procedimento

k = 0;
cont = 1;
maxmap = 0;
```

```

maxpos = 0;

while(cont == 1)
    k++;
    [maxmap(k),maxpos(k)] = max(dmap(l1:l2));
    bmcl = max(dmap) * shift(beam,maxpos(k)-((N/2)+1)+(l1-1))/max(beam);
    dmap -= gain * bmcl;
    if(nargin < 3)
        if (rem(k,5) == 0)
            plot(dmap)
            title(['Total CLEANed flux density: ', num2str(gain*sum(maxmap)),
' after ', num2str(k),' iterations'])
            input('Continue clean? 1 - YES, 2 - NO, 3 - Change clbox: ');
            if(ans == 2)
                cont = 0;
            else if(ans == 1)
                cont = 1;
            else if(ans == 3)
                input('1st coordinate of clbox: ');
                l1 = ans;
                input('2nd coordinate of clbox: ');
                l2 = ans;
                cont = 1;
            else
                input('Please type 1 or 2: ');
            end
            end
            end
            end
        end
    end
    if(nargin >= 3)
        if(k == niter)
            cont = 0;
        end
    end
end
end

```

```

% Mapa CLEAN

cmap = zeros(1,N);
for i=1:k
    cmap(maxpos(i) + (l1-1)) += gain * maxmap(i);
end
cmap += dmap;

% O mapa final é convoluído com o feixe CLEAN ==> feixe CLEAN com largura
% (HPBW) de aproximadamente 4 arc min

cbm = fftshift(exp(-(((1:N)-(1 + N/2)).^2)/(2 * 3^2)));

clmap = real(ifft(fft(cbm).*fft(cmap)));

if(nargin < 4)
    plot(clmap)
    title(['CLEANed map after ', int2str(k), ' iterations'])
end

% Finalização do programa
printf(' ***** CLEAN has finished ***** \n')
printf('Total CLEANed flux density: %3.4f \n', gain*sum(maxmap))
printf('Total number of iterations: %3d \n',k)

```

PUBLICAÇÕES TÉCNICO-CIENTÍFICAS EDITADAS PELO INPE

Teses e Dissertações (TDI)

Teses e Dissertações apresentadas nos Cursos de Pós-Graduação do INPE.

Manuais Técnicos (MAN)

São publicações de caráter técnico que incluem normas, procedimentos, instruções e orientações.

Notas Técnico-Científicas (NTC)

Incluem resultados preliminares de pesquisa, descrição de equipamentos, descrição e ou documentação de programas de computador, descrição de sistemas e experimentos, apresentação de testes, dados, atlas, e documentação de projetos de engenharia.

Relatórios de Pesquisa (RPQ)

Reportam resultados ou progressos de pesquisas tanto de natureza técnica quanto científica, cujo nível seja compatível com o de uma publicação em periódico nacional ou internacional.

Propostas e Relatórios de Projetos (PRP)

São propostas de projetos técnico-científicos e relatórios de acompanhamento de projetos, atividades e convênios.

Publicações Didáticas (PUD)

Incluem apostilas, notas de aula e manuais didáticos.

Publicações Seriadas

São os seriados técnico-científicos: boletins, periódicos, anuários e anais de eventos (simpósios e congressos). Constam destas publicações o Internacional Standard Serial Number (ISSN), que é um código único e definitivo para identificação de títulos de seriados.

Programas de Computador (PDC)

São a seqüência de instruções ou códigos, expressos em uma linguagem de programação compilada ou interpretada, a ser executada por um computador para alcançar um determinado objetivo. Aceitam-se tanto programas fonte quanto os executáveis.

Pré-publicações (PRE)

Todos os artigos publicados em periódicos, anais e como capítulos de livros.