



Ministério da  
**Ciência, Tecnologia  
e Inovação**



sid.inpe.br/iris@1905/2005/08.03.21.31-TDI

**MEDIDAS DE ANISOTROPIAS DA RADIAÇÃO  
CÓSMICA DE FUNDO EM MICRO-ONDAS EM MÉDIA  
ESCALA ANGULAR NAS FREQUÊNCIAS DE 30 GHZ E  
41 GHZ**

Agenor Pina da Silva

Tese de Doutorado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelos Drs. Thyrso Villela Neto, e Carlos Alexandre Wuensche de Souza, aprovada em 19 de abril de 2002.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/sid.inpe.br/iris@1905/2005/08.03.21.31>>

INPE  
São José dos Campos  
2012

## **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) 3208-6923/6921

Fax: (012) 3208-6919

E-mail: pubtc@sid.inpe.br

## **CONSELHO DE EDITORAÇÃO E PRESERVAÇÃO DA PRODUÇÃO INTELLECTUAL DO INPE (RE/DIR-204):**

### **Presidente:**

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

### **Membros:**

Dr. Antonio Fernando Bertachini de Almeida Prado - Coordenação Engenharia e Tecnologia Espacial (ETE)

Dr<sup>a</sup> Inez Staciarini Batista - Coordenação Ciências Espaciais e Atmosféricas (CEA)

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

Dr. Germano de Souza Kienbaum - Centro de Tecnologias Especiais (CTE)

Dr. Manoel Alonso Gan - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos (CPT)

Dr<sup>a</sup> Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação

Dr. Plínio Carlos Alvalá - Centro de Ciência do Sistema Terrestre (CST)

### **BIBLIOTECA DIGITAL:**

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

Deicy Farabello - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos (CPT)

### **REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:**

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

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

### **EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:**

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



Ministério da  
**Ciência, Tecnologia  
e Inovação**



sid.inpe.br/iris@1905/2005/08.03.21.31-TDI

**MEDIDAS DE ANISOTROPIAS DA RADIAÇÃO  
CÓSMICA DE FUNDO EM MICRO-ONDAS EM MÉDIA  
ESCALA ANGULAR NAS FREQUÊNCIAS DE 30 GHZ E  
41 GHZ**

Agenor Pina da Silva

Tese de Doutorado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelos Drs. Thyrso Villela Neto, e Carlos Alexandre Wuensche de Souza, aprovada em 19 de abril de 2002.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/sid.inpe.br/iris@1905/2005/08.03.21.31>>

INPE  
São José dos Campos  
2012

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

---

Si38m Silva, Agenor Pina da.  
Medidas de anisotropias da radiação cósmica de fundo em micro-ondas em média escala angular nas frequências de 30 GHz e 41 GHz / Agenor Pina da Silva. – São José dos Campos : INPE, 2012.  
165 p. ; (sid.inpe.br/iris@1905/2005/08.03.21.31-TDI)

Tese (Astrofísica) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2002.

Orientadores : Dr. Thyrso Villela Neto, e Carlos Alexandre Wuensche de Souza.

1. anisotropia. 2. radiação cósmica de fundo em micro-ondas. 3. cosmologia. 4. mapas. 5. experimentos I.Título.

CDU 524.827

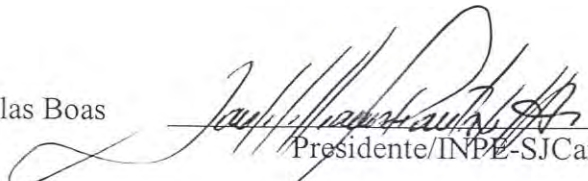
---

Copyright © 2012 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 © 2012 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 pela Banca Examinadora em cumprimento a requisito exigido para a obtenção do Título de **Doutor em Astrofísica.**

Dr. Dr. José Williams dos Santos Vilas Boas

  
Presidente/INPE-SJCampos/SP

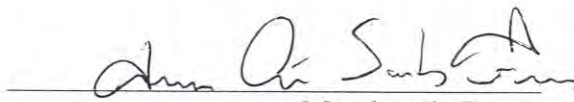
Dr. Thyrso Villela Neto

  
Orientador/INPE-SJCampos/SP

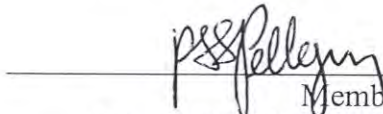
Dr. Carlos Alexandre Wuensche de Souza

  
Orientador/INPE-SJCampos/SP

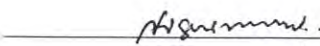
Dr. Amâncio Friaça

  
Membro da Banca  
Convidado IAG/USP-São Paulo/SP

Dr. Paulo Sérgio de Souza Pellegrini

  
Membro da Banca  
Convidado Observatório Nacional  
Rio de Janeiro/RJ

Dr. Newton de Figueiredo Filho

  
Membro da Banca  
Convidado EFEI-Itajubá/MG

Candidato (a): Agenor Pina da Silva

São José dos Campos, 19 de abril de 2002.



## **AGRADECIMENTOS**

Ao Departamento de Física e Química da Escola Federal de Engenharia de Itajubá e ao Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, e em particular à Divisão de Astrofísica, pela oportunidade que me concederam de realizar o curso de Doutorado.

Aos Drs Thyrso Villela e Carlos Alexandre Wuensche, meus orientadores, pela permanente disposição e pela compreensão, paciência e apoio nos momentos mais difíceis.

Aos amigos Ana Paula, Jorge, Reitano, Kilder, Zé Melo, Sérgio, Valéria, Artur, Luiz Alberto, Flávio, Okada, Gabriel, Rodrigo e Edinho pelo excelente convívio durante esses quatro anos e pela bela amizade que dele surgiu.

Aos amigos da EFEI, Newton e Farnézio pelo apoio recebido durante este período.

À CAPES pela concessão das bolsas com as quais os meus estudos foram financiados.





## RESUMO

Neste trabalho são apresentados os resultados preliminares da análise de medidas de anisotropias da distribuição angular de temperatura da Radiação Cós mica de Fundo em micro-ondas (*RCFM*) obtidas com o telescópio *BEAST* nas frequências de 30 GHz (banda Ka) e 41 GHz (banda Q) e nas escalas angulares de  $0,5^\circ$  e  $0,31^\circ$ , respectivamente. As sensibilidades do instrumento nas bandas Q e Ka são aproximadamente  $250 \mu K \sqrt{s}$  e  $500 \mu K \sqrt{s}$ , respectivamente. Os dados utilizados são provenientes de duas campanhas observacionais realizadas nas localidades de Fort Sumner e White Mountain Research Station, ambas nos EUA. A campanha de Fort Sumner foi utilizada para calibrar os receptores e testar as várias partes integrantes do experimento. Os dados da campanha observacional realizada em White Mountain Research Station foram analisados e os resultados são apresentados neste trabalho. Foram produzidos mapas de anisotropias da *RCFM*, nas frequências de 30 GHz e 41 GHz, que cobrem uma área correspondente a aproximadamente 4% da esfera celeste para o dia 20 de setembro de 2001 com aproximadamente 15 horas de observação. Estes mapas mostram medidas de temperatura na *RCFM* ( $20 < l < 500$ ) de  $T_{RMS} \approx (30 \pm 2) \mu K$ , na banda Q, e de  $T_{RMS} \approx (139 \pm 10) \mu K$ , na banda Ka. Adicionalmente foram gerados mapas combinados (soma e subtração) para as duas frequências com 12 dias de observação. Esses mapas mostram um excesso de sinal de  $180 \mu K$ . É apresentado ainda o *software* que simula as missões do experimento *BEAST*. Esse *software* foi desenvolvido para que fosse possível prever o comportamento do experimento *BEAST* durante as observações, otimizar a estratégia de coleta de dados das várias missões observacionais e ajudar no entendimento dos processos de redução e análise de dados reais. Esse simulador permite testar várias configurações do experimento para uma determinada missão, tal como a estratégia de varredura do céu a ser empregada, e estimar as contribuições devidas às emissões Galáctica e atmosférica, e aos ruídos branco e  $1/f$ .



**ANISOTROPY MEASUREMENTS OF THE COSMIC MICROWAVE  
BACKGROUND RADIATION AT INTERMEDIATE ANGULAR SCALE AT 30  
GHz AND 42 GHz**

**ABSTRACT**

This work presents preliminary results of measurements of anisotropies in the angular distribution of the Cosmic Microwave Background Radiation (CMBR), obtained with the BEAST telescope at the frequencies of 30 GHz (Ka band) and 41 GHz (Q band), in angular scales of 0.5 degree and 0.31 degree, respectively. The instrument sensitivities are  $250 \mu K \sqrt{s}$ , for the 30 GHz (Q-band) and  $500 \mu K \sqrt{s}$ , for the 41 GHz (Ka-band), respectively. The data used in this work correspond to two observational campaigns carried out in Fort Sumner and White Mountain Research Station, both in the USA. The Fort Sumner (FS) mission was conducted mainly to calibrate the receivers *in situ* and to test the various subsystems of the experiment. The White Mountain campaign data corresponding to 15 hours of effective observing time in 20 September, 2001, were analyzed and the corresponding results are presented. Maps of CMBR anisotropies were produced at 30 GHz and 41 GHz, covering, approximately, 4% of the celestial sphere area ( $\sim 1700$  sq. deg.). The analysis of these maps shows CMBR temperature measurements ( $20 < l < 500$ ) of  $T_{RMS} \approx (30 \pm 2) \mu K$  in the Q-band and  $T_{RMS} \approx (139 \pm 10) \mu K$  in the Ka-band. Additionally, combined maps were produced (summed and subtracted maps) in two frequencies, both of them corresponding to 12 days of observation. Those maps show a signal excess of  $180 \mu K$ . In the other hand, a mission simulator for the BEAST experiment is presented. It was developed in order to forecast BEAST's behavior during a given mission, optimize the data taking strategy for different missions, and to help in the understanding of real data reduction and analysis issues. The simulator allows for the testing of various configurations for a given mission, such as sky scan strategies, and for the estimation of Galactic, atmospheric and noise contributions to the observed signals emissions.



## LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
Figura 2.1 – Representação esquemática da <i>RCFM</i> .....	24
Figura 2.2 – Medidas espectrais da <i>RCFM</i> .....	25
Figura 2.2 – Espectro de potência angular da temperatura da <i>RCFM</i> para um modelo inflacionário.....	36
Figura 2.4 – Quatro espectros de potência da <i>RCFM</i> construídos a partir do código <i>CMBFAST</i> .....	39
Figura 2.5 – Resultados experimentais mais recentes de diversos experimentos em diferentes escalas angulares.....	42
Figura 2.6 – O espectro das emissões de origem Galáctica, extragaláctica e atmosférica.....	47
Figura 3.1 – Plataforma do <i>BEAST</i> .....	51
Figura 3.2 - Vista lateral dos sólidos que definem o sistema óptico.....	52
Figura 3.3a – Foto do espelho primário visto de cima, com dois dos fabricantes .....	57
Figura 3.3b - Vista do espelho secundário elipsoidal, com a vista de frente (foto superior) e a estrutura de fundo (inferior). .....	57
Figura 3.4 - Os espelhos plano e primário em suas respectivas posições finais na gôndola do experimento <i>BEAST</i> .....	58
Figura 3.5 - Disposição das cornetas no plano focal visto do secundário. As cornetas maiores ( <i>F</i> e <i>G</i> ) correspondem à da banda Ka e as outras são as da banda Q.....	60
Figura 3.6 - Diagrama de blocos simplificado no qual estão mostrados a corneta e o <i>HEMT</i> dentro do criostato.....	62
Figura 3.7 – Trajetórias descritas pelas cornetas do experimento <i>BEAST</i> no céu, mantendo-se constante a elevação e o azimute do telescópio.....	69
Figura 3.8 – Varredura das cornetas no céu formada pela composição dos movimentos de rotação do espelho plano e de varredura em azimute de $\pm 1,5^\circ$ do telescópio para as seis cornetas da banda <i>Q</i> .....	70
Figura 3.9 – Esquema ilustrando a reflexão do raio incidente na configuração óptica adotada para <i>BEAST</i> .....	71
Figura 4.1 – Ruídos branco e 1/f. No último gráfico da figura está mostrado a intensidade combinada dos dois ruídos.....	77
Figura 4.2 – Componentes isoladas do simulador, para uma simulação de vôo de 7 horas no Ártico (cf. Seção 4.3).....	78
Figura 4.3 – Diversos testes de apontamento feitos durante a implementação das estratégias de varreduras no simulador de missões.....	80
Figura 4.4 – Os mapas à esquerda são de emissão Galáctica para diferentes frequências (30, 40, 90 e 270 GHz). Os mapas da direita apresentam a superposição das áreas de varredura cobertas nas simulações e os mapas Galácticos.....	83
Figura 4.5 – Área remanescente das regiões simuladas após o corte Galáctico para	

as frequências de 40 e 90 GHz.....	85
Figura 4.6 – Área total coberta em função da sensibilidade, com diferentes sensibilidades para diferentes cortes no Plano Galáctico.....	86
Figura 4.7 – Mapas das simulações para as missões realizadas no Alaska (mapa superior à esquerda) e na Antártica (mapa superior à direita).....	87
Figura 4.8 – a) Área (por “patch” do céu) coberta em função do tempo e b) área total (integrada) coberta no céu em função do tempo por grau quadrado.....	88
Figura 4.9 – Simulação da área coberta no céu pelo experimento <i>BEAST</i> na projeção Aitoff.....	89
Figura 4.10 – Mapa combinado da emissão Galáctica (síncrotron, poeira e livre-livre) em 41 GHz, numa projeção Aitoff.....	91
Figura 4.11 – Mapa em coordenadas gnomônicas da emissão atmosférica construído com o uso do simulador de missões do <i>BEAST</i> .....	93
Figura 4.12 – Mapa em coordenadas gnomônicas das intensidades dos ruídos branco e 1/f construído com o uso do simulador de missões do <i>BEAST</i> .....	94
Figura 5.1– Gôndola do telescópio <i>BEAST</i> que se encontra em operação em WM.....	97
Figura 5.2– “Offset” atmosférico para as cornetas A e O na banda Q. Os dados aqui utilizados foram coletados pelo <i>BEAST</i> em <i>FS</i> (cf. Seção 5.5).....	99
Figura 5.3– Contribuição da emissão térmica do espelho plano para o sinal síncrono do experimento <i>BEAST</i> .....	103
Figura 5.4– Diagrama representativo da análise dos dados do <i>BEAST</i> . Para cada parte do diagrama acima foi desenvolvido um conjunto de programas de redução dos dados.....	105
Figura 5.5 – Movimento da Lua atravessando o campo de visada do telescópio em função do tempo. A frequência de rotação do espelho plano durante essa observação foi de 1 Hz.....	111
Figura 5.6 – Varredura em azimute da Lua realizada pelo telescópio.....	112
Figura 5.7– Resposta dos radiômetros à passagem da Lua pelo feixe do telescópio.....	113
Figura 5.8 – Mapa da Lua não calibrado. Na varredura adotada neste caso, a Lua atravessa o campo de visada do telescópio entre 9 <sup>h</sup> 45 <sup>m</sup> 34 <sup>s</sup> UT e 9 <sup>h</sup> 53 <sup>m</sup> 17 <sup>s</sup> UT.....	114
Figura 5.9 – Mapa parcial da Lua com varredura em azimute para sete cornetas durante os testes de apontamento em <i>FS</i> .....	116
Figura 5.10 – Mapas da Lua com resolução angular de 20’ construídos para diferentes “delays” para os dados magnetômetro.....	117
Figura 5.11 – Série temporal construída para o canal 6 utilizando os dados obtidos no dia 27/10/1999. A série foi construída a partir dos dados brutos entre UT = 0 <sup>h</sup> e UT= 2 <sup>h</sup> 19 <sup>m</sup> 51 <sup>s</sup> .....	120
Figura 5.12 – Intensidade do sinal para o canal 6 na banda Ka. Foi utilizada a rotação de número 400 de um dos arquivos de dados de 27/10/1999 adquirido entre UT = 5 <sup>m</sup> 40 <sup>s</sup> e UT = 22 <sup>m</sup> 27 <sup>s</sup> .....	121
Figura 5.13 – Intensidade dos sinais calibrado e filtrado para o canal 6.....	121
Figura 5.14 – Variância em função da rotação para o arquivo de dados 000540 do dia 27/10/1999. Nos gráficos B e C são mostrados a variância das componentes paralela e perpendicular da radiação incidente para a	

corneta B. ....	123
Figura 5.15 – Variância em função da rotação para o arquivo de dados 000540 do dia 27/10/1999. O gráfico D refere-se a variância média tomada para todos os canais dos gráficos mostrados nesta Figura e na Figura 5.14.....	124
Figura 5.16 – Mapa em coordenada gnomônica mostrando a área coberta na observação do dia 28/10 (entre UT = 0 <sup>h</sup> 4 <sup>m</sup> 49 <sup>s</sup> e UT = 23 <sup>h</sup> 48 <sup>m</sup> 57 <sup>s</sup> ).....	126
Figura 5.17 – Mapa em coordenada gnomônica mostrando a área coberta na observação do dia 26/10/1999 (entre UT = 0 <sup>h</sup> 04 <sup>m</sup> 49 <sup>s</sup> e UT = 09 <sup>h</sup> 00 <sup>m</sup> 49 <sup>s</sup> ).....	127
Figura 5.18 – Pixelização da esfera celeste utilizando o HEALPix.....	130
Figura 5.19 – Diagrama esquemático das rotinas utilizadas na análise dos dados apresentados do experimento <i>BEAST</i> .....	132
Figura 5.20 – Mapas em coordenadas gnomônicas do sinal (White), do ruído (Whitesig) e do número de vezes que cada pixel foi observado (n_obs) durante a terceira hora de observação realizada no dia 20/09/2001. O nome dos mapas é determinado pelo canal (3), pela data (20010920) na pela hora UT na qual os dados foram coletados (h5). No caso acima.....	133
Figura 5.21 – Intensidade do sinal após a utilização do filtro passa-alta em 10 Hz e erro por pixel para o canal 6 banda Ka.....	134
Figura 5.22 – Mapas filtrados construídos para as horas 0, 1, 2 e 3 UT (os quatro gráficos da parte de cima da figura) e 4, 5, 6 e 7 UT (os quatro da parte de baixo). A frequência do filtro passa-alta utilizado aqui foi de 10 Hz.....	137
Figura 5.23 – Mapas filtrados construídos para as horas 8, 10, 11 e 12 UT (os quatro gráficos da parte de cima da figura) e 13, 14 e 15 UT (os três da parte de baixo). A frequência do filtro passa-alta utilizado aqui foi de 10 Hz.....	138
Figura 5.24 – Mapas das 15 horas de observação construídos após a utilização do filtro passa-alta na banda Q (canal 2).....	139
Figura 5.25 – (A) Mapa da emissão Galáctica com intensidade máxima de 100 $\mu$ K. (B) Mapa da emissão Galáctica com os “bad pixels” representados pala cor cinza. (C) Mapa da intensidade do sinal medido pelo experimento antes da remoção da contribuição Galáctica. (D) Mapa do sinal após a remoção da emissão da Galáxia. (Projeção Mollwiede). Todos os mapas são na frequência de 41 GHz.....	142
Figura 5.26 – (A) Mapa da emissão Galáctica com intensidade máxima de 100 $\mu$ K. (B) Mapa da emissão Galáctica com os “bad pixels” representados pala cor cinza. (C) Mapa da intensidade do sinal medido pelo experimento antes da remoção da contribuição Galáctica. (D) Mapa do sinal após a remoção da emissão da Galáxia. (Projeção Mollwiede). Todos os mapas são na frequência de 30 GHz.....	143
Figura 5.27 – Mapas após o processo de remoção da Galáxia. O mapa na parte superior da figura é para a corneta 4 (banda Q) e o da parte de baixo para a corneta 7 (banda Ka). (Projeção gnomônica).....	144

Figura 5.28 – Mapas combinados para o canal 2 correspondente a 12 dias de observação em setembro e outubro de 2001.....	146
Figura 6.1 – Resultados das medidas mais recentes de flutuações de temperatura da <i>RCFM</i> em função da resolução angular dos experimentos.....	149
Figura 6.2 – Resultados das medidas mais recentes de flutuações de temperatura da <i>RCFM</i> em função da frequência de observação dos experimentos.....	150
Figura 6.3 – As caixas indicam as regiões cobertas no espaço de multipolos e frequência por diversos experimentos recentes que medem anisotropias da <i>RCFM</i> .....	152



## LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
Tabela 2.1 – Algumas medidas do espectro da <i>RCFM</i> .....	26
Tabela 2.2 – Alguns efeitos causadores de anisotropia e sua classificação por origem.....	30
Tabela 2.3 – Algumas medidas recentes a partir de 1995, de anisotropia da <i>RCFM</i> .....	43
Tabela 3.1 – Parâmetros do sistema óptico do telescópio.....	54
Tabela 3.2 – Característica do sistema de detectores do <i>BEAST</i> .....	63
Tabela 4.1 – Parâmetro de entrada para o programa de simulação.....	75
Tabela 4.2 – Dados das simulações do <i>BEAST</i> para um vôo do tipo <i>LDB</i> .....	82
Tabela 5.1 – Parâmetros de apontamento contidos nos arquivos <i>HSPK</i> .....	106
Tabela 5.2 – Resumo das observações da região do <i>PNC</i> realizada pelo <i>BEAST</i> .....	118
Tabela 5.3 – Valores de alguns parâmetros da observação nas Bandas Q e KA realizadas no sítio de <i>WM</i> . Os parâmetros listados foram os utilizados durante a terceira hora de observação.....	131
Tabela 5.4. Intensidades, média e desvio padrão dos arquivos com uma hora de dados para o canal 2.....	135
Tabela 5.5 – temperatura <i>Rms</i> dos mapas após a remoção dos contaminantes.....	141
Tabela 6.1 – comparação de alguns parâmetros das missões realizadas pelo <i>BOOMERAng</i> , <i>MAXIMA</i> e <i>BEAST</i> .....	149



## SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
<b>1 INTRODUÇÃO.....</b>	<b>19</b>
<b>2 RADIAÇÃO CÓSMICA DE FUNDO EM MICRO-ONDAS.....</b>	<b>21</b>
2.1 Anisotropias na Radiação Cósmica de Fundo em Micro-ondas.....	26
2.2 O Espectro de Potência Angular da Radiação Cósmica de Fundo em Micro-ondas.....	32
2.3 Fontes de Contaminação do Sinal.....	44
<b>3 O EXPERIMENTO BEAST.....</b>	<b>49</b>
3.1 O Sistema Óptico.....	51
3.2 Os Receptores .....	55
3.3 O Sistema de Aquisição de Dados.....	64
3.4 Estratégia de Observação.....	64
<b>4 SIMULAÇÕES.....</b>	<b>73</b>
4.1 O Simulador de Missões de Observação do <i>BEAST</i> .....	73
4.2 Simulações de Estratégias de Observações.....	79
4.3 Missões Simuladas a Bordo de Balão.....	81
4.4 Simulações para White Mountain.....	89
<b>5 ANÁLISE DOS DADOS.....</b>	<b>95</b>
5.1 Estratégia de Observação.....	95
5.2 Calibração do Instrumento.....	96
5.3 Sinais Associados ao Movimento do Espelho Plano.....	98
5.4 Sistema de Aquisição de dados.....	104
5.4.1 Dados de Housekeeping.....	106
5.4.2 Dados dos Radiômetros.....	107
5.5 Observações realizadas em Fort Sumner.....	108
5.5.1 Observação da Lua.....	108
5.5.2 Observação da Região próxima ao Pólo Norte Celeste.....	118
5.6 Observações realizadas em White Mountain.....	127

<b>6 CONCLUSÕES.....</b>	<b>149</b>
<b>REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS.....</b>	<b>155</b>

## 1 INTRODUÇÃO

Mais de trinta e cinco anos se passaram desde a descoberta da Radiação Cós mica de Fundo em Micro-ondas (*RCFM*). Essa descoberta é considerada uma das mais importantes da história da cosmologia observacional. Durante esse período a *RCFM* foi se consolidando como uma das mais ricas fontes de informação sobre o Universo primordial. Esse fato foi o responsável pela grande quantidade de experimentos que foram e ainda estão sendo construídos para o estudo e caracterização desse observável cosmológico. O avanço verificado nos últimos anos na tecnologia utilizada nesses experimentos provocou um aumento significativo na quantidade e na qualidade dos dados hoje disponíveis. O tamanho do conjunto de dados gerados por esses experimentos e a extrema precisão requerida na sua redução representa hoje um dos maiores desafios da Cosmologia.

O trabalho desenvolvido nesta tese está centrado na redução e análise dos dados obtidos pelo telescópio *BEAST*, um experimento projetado para fazer medidas das flutuações de temperatura da *RCFM*. A seguir é feito um breve resumo dos capítulos que compõem este trabalho.

No segundo capítulo é feita uma revisão da teoria sobre a Radiação Cós mica de Fundo em Micro-ondas (*RCFM*), apresentando-se as motivações teóricas que nos levam a fazer medidas, em particular, da anisotropia em sua distribuição espacial de temperatura.

No terceiro capítulo é feita a descrição do experimento *BEAST*. São apresentados seu sistema ótico, o conjunto de receptores e a técnica de observação empregada pelo instrumento.

O quarto capítulo apresenta o simulador de missões que foi desenvolvido para testar as várias estratégias a serem utilizadas nas campanhas observacionais que serão realizadas pelo *BEAST*. A partir dos resultados destas simulações é feita a escolha da estratégia que garanta um máximo de sensibilidade em função do tempo de duração da missão.

São apresentados, também, os resultados da simulação realizada para três missões de longa duração e para a campanha observacional cujos dados fazem parte deste trabalho.

No quinto capítulo é apresentado o processo de análise dos dados de duas campanhas observacionais realizadas pelo *BEAST*: a primeira em Fort Sumner e a segunda em White Mountain, ambas nos EUA. É descrito o processo de redução e análise desses dados e são apresentados os mapas resultantes das flutuações de temperatura da *RCFM* gerados a partir dos dados obtidos nessa segunda missão nas frequências de 30 GHz e 41 GHz.

Finalmente o último capítulo apresenta as conclusões e as perspectivas de continuidade deste trabalho.

## 2 RADIAÇÃO CÓSMICA DE FUNDO EM MICRO-ONDAS

A Radiação Cósmica de Fundo em Micro-ondas (*RCFM*) se constitui numa das mais poderosas ferramentas de estudo da Cosmologia. Ela é a emissão eletromagnética mais distante à qual temos acesso. A existência da *RCFM* foi primeiramente predita por Gamow, Alpher e Herman (Gamow 1948a,b; Alpher e Herman 1948) quando estudavam a origem dos elementos químicos e o estado da matéria no Universo primordial, levando-os a concluir que a matéria ultracomprimida no começo do Universo deveria ter liberado uma energia sob a forma de calor que teria se arrefecido com a expansão, atingindo, hoje, uma temperatura bem menor, entre 5 e 10 K, que a que tinha na época do evento. Esta energia, porém, só viria a ser observada em 1964 por Penzias e Wilson (1965) no comprimento de onda de 7,35 cm. Essa radiação não variava de intensidade com a hora, nem com a estação do ano e nem tampouco com a direção de orientação da antena: era uma radiação extremamente isotrópica. Esse sinal foi interpretado como um resquício da “explosão” que teria dado origem ao Universo (Dicke et al. 1965). Esse cenário é normalmente conhecido por “Hot Big Bang” (*HBB*).

A partir de sua origem, suposta como sendo um estado de alta densidade e temperatura, o Universo evolui conforme prossegue sua expansão e o conseqüente resfriamento. Quando o Universo atinge aproximadamente 300 mil anos e uma temperatura em torno de 3000 K ( $\approx 0,26$  eV) a energia dos fótons, que junto com a matéria formavam o plasma primordial fortemente acoplado, se torna menor que o potencial de ionização do átomo de hidrogênio. Como conseqüência, os elétrons livres são capturados pelos prótons, formando átomos de hidrogênio neutro. Este período recebe o nome de recombinação. Com a diminuição do número de elétrons livres, a matéria e a radiação não mais interagem de forma significativa e ocorre o que denominamos desacoplamento entre a radiação e a matéria. Esses fótons desacoplados da matéria é que formam a *RCFM*. Após a recombinação, os fótons passam a ter um caminho livre médio da ordem do comprimento de Hubble ( $cH_0^{-1}$ ). Dizemos, então, que o Universo se tornou

transparente à radiação e todos os efeitos deixados pelos processos físicos que ocorreram antes do desacoplamento ficaram como uma assinatura do Universo jovem.

A hipersuperfície onde ocorreu o fenômeno do desacoplamento é conhecida como Superfície do Último Espalhamento (*SUE*). A *SUE*, vide Figura 2.1, corresponde à região onde os fótons foram espalhados pela última vez antes do desacoplamento. Supondo que após o desacoplamento matéria e radiação não mais interagem, o número de modos de ocupação da distribuição de Planck se conserva, isto é, a forma da distribuição da radiação não se altera com o tempo (Kolb e Turner 1994) e a temperatura da radiação decresce de acordo com a expressão

$$T(z) = T_0(1 + z), \quad 2.1$$

em que  $T_0$  é a temperatura atual da *RCFM* e  $z$  é o “redshift” (vide Figura 2.2). Como o desacoplamento ocorre a uma temperatura de aproximadamente 3000 K, obtém-se de (2.1) que esta radiação se formou a um “redshift”  $z_{SUE} = 1100$ , que corresponde a uma distância de cerca de  $10^{10}$  anos luz. A *SUE* não apresenta contornos fixos, uma vez que a recombinação não ocorreu de forma instantânea. Ela apresenta uma espessura de  $\Delta z \approx 80$ , que corresponde a uma escala angular de  $\Delta\theta \approx 8'\Omega_0^{-1/2}$  (Kaiser e Silk 1986), em que  $\Omega_0$  é o valor atual do parâmetro de densidade (vide as Equações 2.2 e 2.3). Esses fótons, fortemente deslocados para grandes comprimentos de onda, constituem a *RCFM* hoje observada, cujo máximo de intensidade é observado em  $\lambda \approx 2$  mm (150 GHz) (vide Figura 2.2). Esta radiação nos fornece informações do Universo quando ele tinha cerca de 300 mil anos e pode ser estudada a partir de medidas de seu espectro, polarização e distribuição espacial. O estudo do espectro e da distribuição espacial do *RCFM* no céu são fatores importantes na discriminação entre os diversos tipos de modelos cosmológicos e, conseqüentemente, no entendimento da física do Universo primordial.

A confirmação de que a *RCFM* possui um espectro de corpo negro quase perfeito foi estabelecida pelo Far InfraRed Absolute Spectrophotometer (*FIRAS*) (Mather et al.



1990), um dos experimentos que estavam a bordo do satélite Cosmic Background Explorer (*COBE*) (Smoot et al 1990). Essa descoberta foi considerada uma das mais importantes do século passado e se tornou uma das mais fortes evidências a favor do *HBB*. As medidas mostram que a *RCFM* apresenta um espectro de corpo negro, como mostrado na Figura 2.2, com uma temperatura, no intervalo entre 5000 e 500  $\mu\text{m}$ , de  $T_0 = (2,726 \pm 0,010)$  K (Mather et al. 1994). Esse resultado mostra que o Universo à época do desacoplamento estava em um estado de quase equilíbrio termodinâmico (e.g. Kolb e Turner 1994; Peebles 1993), além de impor fortes restrições aos modelos cosmológicos que admitiam a existência de reionização após a recombinação (Tegmark e Silk 1994). A possibilidade de haver distorções espectrais, isto é, desvios na forma de um corpo negro perfeito, através da liberação de energia até “redshifts”  $z \leq 10^6$  é discutida por Nordberg e Smoot (1998). Essas possíveis distorções podem ser ocasionadas por movimentos primordiais turbulentos, pelo decaimento de partículas elementares instáveis, por ondas gravitacionais ou por cordas cósmicas. Na Tabela 2.1 são listadas algumas das medidas de temperatura da *RCFM* feitas por vários experimentos.

Tão importante quanto esta detecção foi a descoberta de pequenas perturbações na distribuição angular da temperatura da *RCFM*, chamadas de anisotropias, que estão intimamente ligadas à formação das estruturas hoje observadas, tais como aglomerados e superaglomerados de galáxias. A detecção dessas anisotropias na *RCFM* foi feita pelo experimento Differential Microwave Radiometer (*DMR*) (Smoot et al. 1992) a bordo do satélite *COBE*. Ela teve um profundo impacto na Cosmologia, pois pela primeira vez foi obtida uma detecção da anisotropia intrínseca à *RCFM*. Embora notáveis, os resultados do *DMR* apresentam uma limitação muito severa: a relação sinal/ruído por pixel é menor ou igual a 1, o que exige que se utilizem vários pixels para se obter um resultado estatisticamente significativo. Desde então, vários outros experimentos no solo e a bordo de balões também mediram flutuações de temperatura na distribuição angular da *RCFM* numa grande faixa de frequências em diversas escalas angulares (ver Tabela 2.3). Esses experimentos proporcionaram um grande avanço na compreensão do espectro de potência da *RCFM* (cf. Seção 2.2) e sua relação com os parâmetros cosmológicos (Hu et al. 1997).

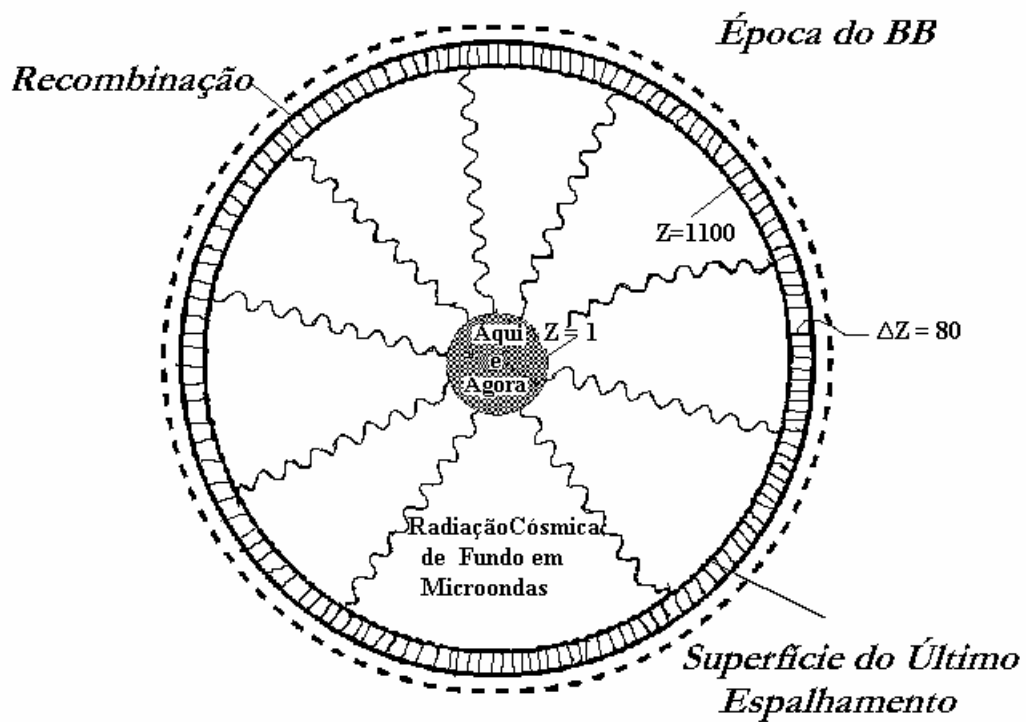


Figura 2.1 - Representação esquemática da RCFM. A coordenada radial  $z$  ( $1 + z = \lambda_0 / \lambda_e$ ) é o “redshift”,  $\lambda_0$  e  $\lambda_e$  são, os comprimentos de onda da radiação medido por um observador que se encontra, respectivamente, em repouso em movimento em relação à RCFM.

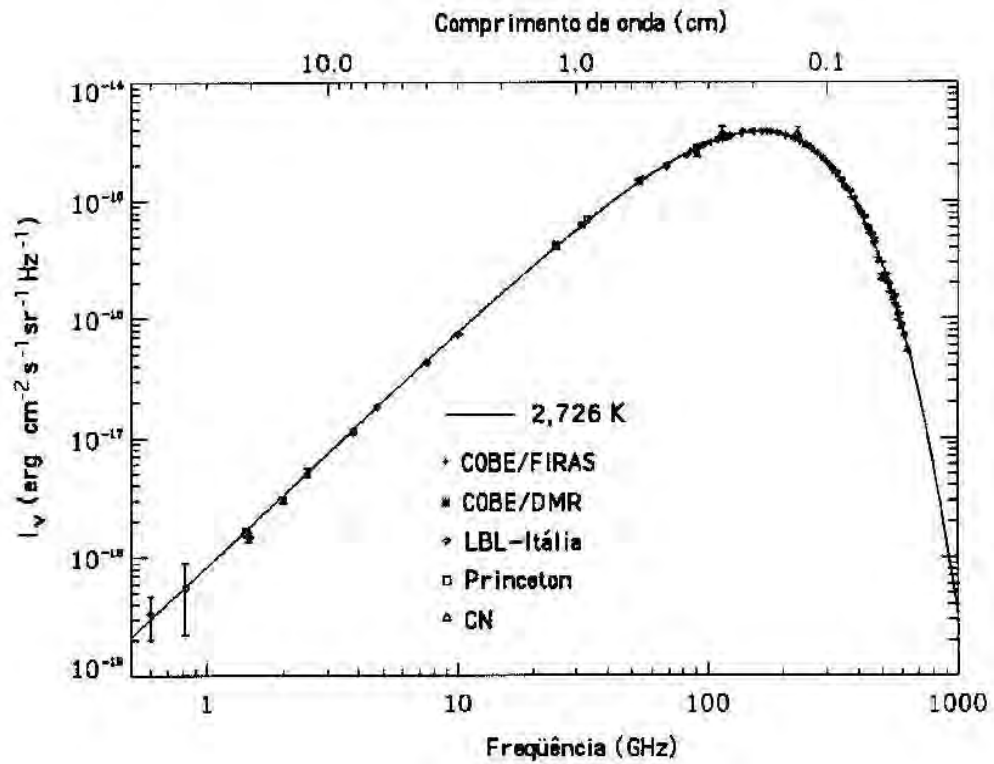


Figura 2.2 - Medidas espectrais da *RCFM*. O espectro da *RCFM* foi medido por diversos experimentos num grande intervalo de frequências e mostra ser consistente com um corpo negro a temperatura de  $T_0 = (2,726 \pm 0,010)$  K.  
 FONTE: Smoot (1999a).

Tabela 2.1 - Algumas medidas do espectro da RCFM

<b>Referência</b>	<b>f (GHz)</b>	<b>T<sub>RCFM</sub> (K)</b>
Penzias e Wilson (1965)	4,08	3,5 ± 1,0
Roll e Wilkinson (1966)	9,4	3,0 ± 0,5
Ewing et al. (1967)	32,5	3,09 ± 0,26
Millea et al.(1971)	90,4	2,61 ± 0,25
Smoot et al. (1983)	2,75	2,62 ± 0,25
Friedman et al. (1984)	10,0	2,91 ± 0,19
Meyer e Jura (1985)	113,6	2,70 ± 0,04
De Amici et al. (1985)	33,0	2,81 ± 0,12
Mandolesi et al. (1986)	4,75	2,70 ± 0,07
Johnson e Wilkinson (1987)	24,8	2,783 ± 0,025
Bersanelli et al. (1989)	90	2,60 ± 0,09
Meyer et al.(1989)	113,6	2,76 ± 0,07
Sironi et al. (1990)	0,6	3,0 ± 1,2
Mather et al. (1990)	30-600	2,735 ± 0,060
Bernstein et al. (1990)	90,3	< 2,97
Kaiser e Wright (1990)	113,6	2,75 ± 0,04
De Amici et al. (1991)	3,8	2,64 ± 0,07
Levin et al. (1992)	7,5	2,64 ± 0,06
Roth et al. (1993)	227,3	2,656 ± 0,057
Bensaduoun et al. (1993)	1,47	2.26 ± 0,20
Bersanelli et al. (1994)	2,0	2,55 ± 0,14
Mather et al. (1994)	30-600	2,726 ± 0,010
Kogut et al. (1996)	90	2,72 ± 0,04
Staggs et al. (1996)	10,7	2,730 ± 0,014
Fixsen et al. (1996)	68,2-639,5	2,728 ± 0,002

FONTE: Adaptada de Nordberg e Smoot (1998)

## 2.1 Anisotropias na Radiação Cós mica de Fundo em Micro-ondas

Toda perturbação na distribuição angular da temperatura da RCFM é genericamente denominada anisotropia, seja ela causada por processos físicos que ocorrem até o desacoplamento entre a radiação e a matéria, seja por fenômenos que ocorrem posteriormente.

O ponto de partida para a criação das estruturas observadas no Universo baseia-se na idéia de instabilidade gravitacional em um meio de densidade uniforme de massa. Uma perturbação nesse meio faz aparecer uma inomogeneidade (excesso de densidade de massa). Essa pequena inomogeneidade, de densidade superior à média da vizinhança, tende a crescer, atraindo gravitacionalmente a matéria das vizinhanças. A essas inomogeneidades se atribui o nome de flutuações primordiais de densidade: após o desacoplamento, as regiões de maior densidade colapsam sob a influência da gravidade, enquanto que regiões de menor densidade sofrem rarefação à medida que o Universo se expande (e.g. Peebles 1993). A natureza dos processos físicos que ocasionam essas flutuações de densidade não é conhecida. Elas podem, por exemplo, ser de origens estatísticas ou ocasionadas por turbulências no fluido cósmico ou qualquer outro processo físico.

O estudo de flutuações de densidade em uma distribuição homogênea de matéria, feito por Jeans (1902), leva em conta dois fatores: a ação da gravidade, que força a matéria a se contrair, e a pressão, que tende a impedir essa contração. O colapso gravitacional, isto é, a condensação, ocorre quando as forças gravitacionais suplantam as forças restauradoras de pressão. Esse tratamento nos possibilita determinar a massa de Jeans,  $M_J$ , que é a menor massa que uma condensação pode ter para a qual a pressão não possa impedir o colapso gravitacional.

Essas flutuações de densidade podem ser de dois tipos: flutuações adiabáticas (ou de curvatura) e flutuações isotérmicas (ou isocurvatura). As flutuações adiabáticas são flutuações na densidade de energia, ou no número de partículas (nas quais tanto a matéria quanto a radiação são submetidas a compressão), de tal modo que a entropia específica de qualquer espécie  $i$  permanece constante:  $\delta S = \delta (n_\gamma / n_i) = 0$ , sendo  $n_\gamma$  e  $n_i$  as densidades numéricas de fótons e da espécie  $i$ , respectivamente. As flutuações isotérmicas, ou de temperatura constante (nas quais o campo de radiação não sofre perturbação), sugerem a aglutinação de matéria independentemente do comportamento

da radiação. São flutuações na densidade numérica de partículas ( $\delta n_i \neq 0$ ) de tal modo que a densidade de energia total permanece inalterada ( $\delta n_\gamma = 0$ ) e a entropia não se conserva:  $\delta S \equiv \delta(n_\gamma/n_i) \neq 0$ .

Duas classes de modelos procuram descrever a origem dessas flutuações. Nos chamados modelos inflacionários, as perturbações na densidade de energia são flutuações quânticas geradas antes da inflação. Nesse caso, essas flutuações são descritas por uma estatística gaussiana e, portanto, o segundo momento dessa distribuição, que está relacionado às flutuações da função de distribuição espacial de dois pontos (o espectro de potência), descreve o comportamento dessas flutuações. Numa outra classe de modelos, conhecidos como modelos de defeitos, as flutuações são geradas por entidades físicas chamadas de defeitos topológicos, que são gerados por transições de fase no fluido primordial. As flutuações previstas por esse modelo não obedecem necessariamente a uma estatística gaussiana. Como consequência, o espectro de potência não descreve completamente o comportamento estatístico dessas flutuações. Se essas flutuações de densidade estavam presentes à época do desacoplamento, a *SUE* deve apresentar esse mesmo grau de inhomogeneidade. A consequência disso é a presença de flutuações de temperatura na *RCFM*. Neste contexto, a observação de anisotropias na *RCFM* em diferentes escalas angulares se torna peça-chave para a compreensão do Universo. A separação em escalas angulares deve-se ao fato que, na época do desacoplamento, o Universo conectado causalmente (o Universo observável) corresponde hoje a uma separação angular na esfera celeste dada por (e.g. Kolb e Turner 1994):

$$\Theta_{des} = 0,87^\circ \Omega_0^{1/2} \left( \frac{z_{SUE}}{1100} \right)^{-1/2}, \quad (2.2)$$

sendo  $\Omega_0 = \rho_0 / \rho_c$  o parâmetro de densidade nos dias atuais;  $\rho_0$  é a densidade de matéria e  $\rho_c$  é a densidade crítica, definida como

$$\rho_c = \frac{3H^2}{8\pi G}, \quad (2.3)$$

que representa a densidade de matéria necessária para que o Universo tenha uma constante de curvatura nula. Na equação acima,  $H$  é a constante de Hubble e  $G$  é a constante gravitacional universal. Assim,  $\Theta_{des}$  separa as regiões causalmente conectadas à época do desacoplamento ( $\theta < \Theta_{des}$ ) daquelas sem conexão causal ( $\theta > \Theta_{des}$ ).

No Modelo Cosmológico Padrão (*MCP*), observações da *RCFM* em grandes escalas angulares ( $> 2^\circ$ ), isto é,  $\theta > \Theta_{des}$ , mapeiam regiões que não estavam em contato causal antes e na época do desacoplamento. Elas fornecem informações sobre a distribuição primordial de densidades em escalas maiores do que a do horizonte, proporcionando com isso acesso a informações sobre o espectro de flutuações ainda não contaminado por outros processos físicos, fornecendo uma prova única das condições iniciais de formação das estruturas que hoje vemos no Universo. Por outro lado, observações em pequenas escalas angulares ( $< 10^\circ$ ) e intermediárias, ou médias (entre  $10'$  e  $2^\circ$ ), regiões com  $\theta < \Theta_{des}$ , que mapeiam regiões que estavam em contato causal, proporcionam um melhor discernimento entre os diferentes modelos cosmológicos.

O estudo das flutuações espaciais, ou angulares, da *RCFM*, no qual investiga-se como a temperatura da *RCFM* varia em diferentes regiões do céu, pode ser convenientemente dividido em duas categorias:

- a) **anisotropias primárias (intrínsecas)**: correspondem às anisotropias originadas a partir de processos físicos que ocorreram antes ou durante o desacoplamento, isto é, quando  $z \geq z_{SUE}$ .
- b) **anisotropias secundárias (extrínsecas)**: correspondem às anisotropias originadas a partir de processos físicos que ocorreram num período pós-recombinação, isto é, quando  $z < z_{SUE}$ .

Vários tipos de efeitos são responsáveis pelo aparecimento de anisotropias na distribuição angular de temperatura da *RCFM*. Esses efeitos ocorrem em diferentes “redshifts” e suas intensidades variam de acordo com a escala angular em questão. Na Tabela 2.2 é apresentada uma lista com alguns tipos de anisotropias e sua classificação por origem.

Tabela 2.2 - Alguns efeitos causadores de anisotropia e sua classificação por origem.

<b>Anisotropias</b>	<b>Escalas Angulares</b>	<b>Fonte</b>
<b>Anisotropias primárias ou intrínsecas</b>		
Sachs-Wolfe (SW)	Grande e Intermediária	Flutuações no potencial gravitacional da SUE
Velocidades Acústicas e Densidades Acústicas	Intermediária	Velocidades peculiares na SUE
Flutuações Adiabáticas	Intermediária e Pequena	Inomogeneidades na SUE
Sachs-Wolfe Integrado (SWI)	Grande e Intermediária	Variação temporal do potencial gravitacional
<b>Anisotropias secundárias ou extrínsecas</b>		
Sunyaev-Zel'dovich (SZ)	Pequena	Espalhamento Compton inverso por elétrons quentes em aglomerados de galáxias
Dipolo	Grande	Movimento do sistema solar em relação à <i>RCFM</i>

A anisotropia de maior intensidade é a de dipolo ( $z = 0$ ). Ela é interpretada como sendo decorrente do movimento do observador, localizado na Terra, em relação à *RCFM*. O efeito Doppler causado pelo deslocamento da Terra em relação à *RCFM* faz com que o observador detecte um dipolo “quente-frio” quando observa a esfera celeste. Um observador que se move com uma velocidade  $\beta = v/c$  em relação ao campo de radiação de temperatura  $T_0$  medirá, em uma dada direção  $\hat{\gamma}$ , uma temperatura



$$\begin{aligned}
T(\hat{\nu}) &= T_0 \frac{(1 + \beta^2)^{1/2}}{(1 - \beta \cos \theta)} \\
&= T_0 \left( 1 + \beta \cos \theta + \frac{1}{2} \beta^2 + O(\beta^3) \right), \quad (2.4)
\end{aligned}$$

sendo  $\theta$  o ângulo entre a direção do seu movimento e a linha de visada. As medidas de dipolo atualmente mais precisas foram obtidas pelos experimentos *FIRAS* e *DMR*. Seus respectivos valores são  $\Delta T = (3,372 \pm 0,005)$  mK na direção  $(l, b) = (264,14^\circ \pm 0,17^\circ, 48,26^\circ \pm 0,16^\circ)$  (Fixsen et al. 1996) e  $\Delta T = (3,353 \pm 0,024)$  mK na direção  $(l, b) = (264,26^\circ \pm 0,33^\circ, 48,22^\circ \pm 0,13^\circ)$  (Bennett et al. 1996). Lineweaver et al. (1996) utilizando os dados do *COBE/DMR* na frequência de 53 GHz, determinaram uma temperatura de  $\Delta T = (3,358 \pm 0,023)$  mK na direção  $(l, b) = (264,31^\circ \pm 0,17^\circ, 48,05^\circ \pm 0,10^\circ)$ , que corresponde a uma velocidade para o Sistema Solar em relação à *RCFM* de aproximadamente  $(369,0 \pm 1,5)$  km/s e a uma velocidade para o Grupo Local em relação à *RCFM* de  $(634 \pm 10)$  km/s na direção  $(l, b) = (269^\circ \pm 4^\circ, 28 \pm 4^\circ)$  (c.f Nordberg e Smoot 1998). Apesar da anisotropia de dipolo não estar relacionada com o universo primordial, os resultados obtidos pelo *COBE* tornaram-se de grande utilidade para os experimentos futuros dedicados ao estudo das anisotropias da *RCFM*. O experimento *COBE* nos proporcionou medidas suficientemente boas e precisas do dipolo de modo que podemos fazer uso desses resultados como calibrador dos novos experimentos.

Os efeitos apresentados na Tabela 2.2 não formam uma lista completa com todas as possíveis fontes causadoras de anisotropias na *RCFM*. Além desses, podemos citar as anisotropias ocasionadas por efeitos de lentes gravitacionais, por efeitos topológicos ou por uma possível reionização do meio intergaláctico. Na próxima seção são descritas algumas das fontes causadoras de anisotropias citadas na Tabela 2.2.

## 2.2 O Espectro de Potência Angular da Radiação C3smica de Fundo em Micro-ondas.

A contribui33o de todos os fen33menos que d33o origem a anisotropias na *RCFM* manifesta-se como uma flutua33o na distribui33o angular da temperatura da *RCFM* no c33u. Essas flutua33es de temperatura sobre a esfera celeste s33o usualmente descritas por meio de uma expans33o em harm33nicos esf33ricos (e.g. Jackson 1975), definidos por

$$Y_{lm}(\hat{\gamma}) = \sqrt{\frac{(2l+1)(l-m)!}{4\pi(l+m)!}} P_l^m(\cos\theta) e^{im\phi}, \quad (2.5)$$

em que  $\hat{\gamma}$  33 um vetor unit33rio que aponta na dire33o de observa33o  $(\theta, \phi)$ ,  $P_l^m$  s33o as fun33es associadas de Legendre e  $l$  e  $m$  s33o n33meros inteiros tais que  $l \geq 0$  e  $|m| \leq l$ .

Os harm33nicos esf33ricos formam um conjunto ortogonal e completo sobre toda a esfera celeste, com propriedade de ortogonalidade dada pela express33o

$$\int Y_{lm}(\hat{\gamma}) Y_{l'm'}^*(\hat{\gamma}) d\Omega = \delta_{ll'} \delta_{mm'}, \quad (2.6)$$

sendo \* o s33mbolo do conjugado complexo e  $\delta$  a fun33o delta de Kronecker.

Essas flutua33es de temperatura,  $\Delta T/T(\hat{r}, \hat{\gamma})$ , podem ser expandidas em termos dos harm33nicos esf33ricos como:

$$\frac{\Delta T}{T_0}(\hat{r}, \hat{\gamma}) = \sum_{l=0}^{\infty} \sum_{m=-l}^l a_{lm}(\hat{r}) Y_{lm}(\theta, \phi). \quad (2.7)$$

Os coeficientes dessa expans33o, os  $a_{lm}$ , representam as amplitudes dos multipolos, sendo definidos por

$$a_{lm} = \int Y_{lm}^*(\theta, \phi) \frac{\Delta T}{T_0} d\Omega. \quad (2.8)$$

Os modelos inflacionários predizem que as flutuações iniciais de temperatura são descritas por uma distribuição gaussiana. Como essas flutuações de temperatura estão impressas na *RCFM*, podemos considerá-las como um campo aleatório gaussiano bidimensional em todo o céu. Neste caso, os coeficientes  $a_{lm}$  obedecem a uma distribuição aleatória com média zero. As propriedades desse campo gaussiano são completamente descritas pela função de correlação de distribuição de temperatura, que compara a temperatura de dois pontos no céu separados por uma distância angular  $\alpha$ ,

$$C(\alpha) = \left\langle \frac{\Delta T}{T_0}(\hat{\gamma}) \frac{\Delta T}{T_0}(\hat{\gamma}') \right\rangle, \quad (2.9)$$

com  $\hat{\gamma} \cdot \hat{\gamma}' = \cos \alpha = \cos \theta \cos \theta' + \sin \theta \sin \theta' \cos(\varphi - \varphi')$ , sendo  $\theta$  e  $\varphi$  ( $\theta'$  e  $\varphi'$ ) os ângulos polares, respectivamente, nas direções dos vetores unitários  $\hat{\gamma}$  e  $\hat{\gamma}'$  e  $\langle \rangle$  é a média tomada sobre todo céu.

A função de correlação acima depende somente do ângulo entre as linhas de visada e não da sua orientação relativa. Esta propriedade é chamada de isotropia estatística e nos permite expandir os  $C(\alpha)$  em função dos polinômios de Legendre  $P_n$ :

$$C(\alpha) = \sum_{n=0}^{\infty} b_n P_n(\cos \alpha), \quad (2.10)$$

sendo os  $b_n$  os coeficientes da expansão. Usando o teorema da adição para os harmônicos esféricos,

$$P_n(\cos \alpha) = \frac{4\pi}{2n+1} \sum_{p=-n}^n Y_{np}^*(\hat{\gamma}') Y_{np}(\hat{\gamma}), \quad (2.11)$$

a Equação 2.10 será reescrita como:

$$C(\alpha) = \sum_{n=0}^{\infty} \frac{4\pi b_n}{2n+1} \sum_{p=-n}^n Y_{np}^*(\hat{\gamma}') Y_{np}(\hat{\gamma}). \quad (2.12)$$

Utilizando a Equação 2.8 podemos escrever a matriz de covariância dos  $a_{lm}$ :

$$\langle a_{lm} a_{l'm'}^* \rangle = \iint_{4\pi} d\Omega d\Omega' Y_{lm}^*(\hat{\gamma}) Y_{l'm'}(\hat{\gamma}) \left\langle \frac{\Delta T}{T_0}(\hat{\gamma}) \frac{\Delta T}{T_0}(\hat{\gamma}') \right\rangle. \quad (2.13)$$

Substituindo as Equações 2.9 e 2.12 na Equação 2.13, teremos

$$\langle a_{lm} a_{l'm'}^* \rangle = \sum_{n=0}^{\infty} \frac{4\pi b_n}{2n+1} \sum_{p=-n}^n \int_{4\pi} Y_{lm}^*(\hat{\gamma}) Y_{l'm'}(\hat{\gamma}) d\Omega \int_{4\pi} Y_{lm}^*(\hat{\gamma}') Y_{l'm'}(\hat{\gamma}') d\Omega' \quad (2.14)$$

$$\begin{aligned} &= \sum_{n=0}^{\infty} \frac{4\pi b_n}{2n+1} \sum_{p=-n}^n \delta_{nl} \delta_{mp} \delta_{n'l'} \delta_{p'm'} \\ &= \frac{4\pi b_l}{2l+1} \delta_{ll'} \delta_{mm'}. \end{aligned} \quad (2.15)$$

Definindo

$$C_l = \frac{4\pi b_l}{2l+1}, \quad (2.16)$$

a Equação 2.15 será dada por:

$$\langle a_{l,m} a_{l',m'}^* \rangle = C_l \delta_{ll'} \delta_{mm'}. \quad (2.17)$$

A Equação 2.17 mostra que a matriz de covariância dos  $a_{lm}$  é diagonal no espaço dos harmônicos esféricos e que os elementos da diagonal não dependem de  $m$ . Os  $C_l$  são os

momentos de multipolos ( $C_0$  é o termo da expansão que corresponde ao monopolo,  $C_1$  corresponde ao dipolo,  $C_2$  ao quadrupolo e assim por diante). O gráfico de  $l(l+1)C_l/2\pi$  em função de  $l$  é usualmente chamado de espectro de potência angular da *RCFM*. A escolha da ordenada é feita de modo que nos modelos inflacionários o espectro das amplitudes das flutuações de densidade em função do número de onda  $k$  obedeça a uma lei de potência  $P \propto k^n$  com  $n = 1$  (e.g. Kolb e Turner 1994). Neste caso,  $n = 1$ , dizemos que o espectro, denominado espectro de Harrison-Zel'dovich (Harrison 1970; Zel'dovich 1972), é invariante em escala. Isto significa que as temperaturas das anisotropias são independentes da resolução angular em grandes escalas angulares, isto é, elas apresentam um espectro de potência plano para pequenos  $l$ . Os multipolos  $l$  estão inversamente relacionados com a escala angular  $\theta$  na qual será feita a observação da anisotropia,  $l \approx 180^\circ / \theta$ . Já que a anisotropia é uma resposta linear a processos físicos bem entendidos, o estudo do espectro de potência angular da *RCFM* nos proporciona uma ferramenta poderosa para a extração de diversos parâmetros cosmológicos e, conseqüentemente, de seleção de modelos de Universo. A Figura 2.3 mostra um espectro de potência típico de um modelo inflacionário, destacando-se as contribuições de alguns fenômenos que dão origem às anisotropias na *RCFM*.

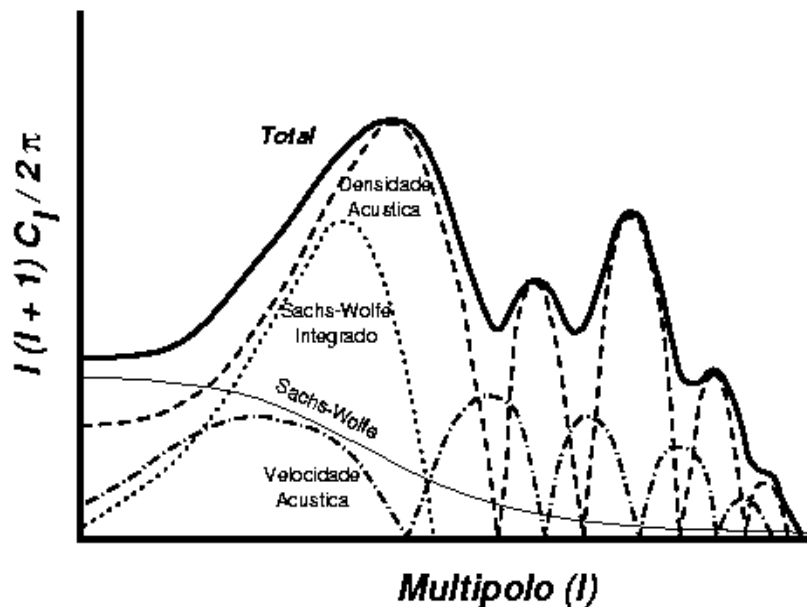


Figura 2.3 - Espectro de potência angular da temperatura da *RCFM* para um modelo inflacionário, destacando-se algumas contribuições responsáveis pelas anisotropias.  
 FONTE: Steinhardt (1995).

Para  $l \leq 100$ , o espectro de potência é dominado por flutuações cujos comprimentos de onda são maiores do que o tamanho do horizonte de Hubble na época do último espalhamento, que corresponde hoje a ângulos de aproximadamente de  $1$  a  $2^\circ$  no céu. De acordo com o modelo inflacionário, essas flutuações não tiveram chance de evoluir antes do último espalhamento, sendo portanto consideradas como resquícios das flutuações geradas originalmente. Se elas são remanescentes de um espectro inflacionário quase invariante em escala, o espectro de potência não deve apresentar flutuações de amplitude, como é mostrado na Figura 2.3. Nessa região o principal efeito físico causador de anisotropias é o chamado efeito Sachs-Wolfe (*SW*) (Sachs e Wolfe 1967). O efeito *SW* ( $z \geq z_{SUE}$ ) ocorre devido à não uniformidade do potencial gravitacional ( $\Phi$ ) ao longo da *SUE*. Isso faz com que os fótons que constituem a *RCFM*

sofram um efeito Doppler gravitacional. Este efeito é causado pela existência de irregularidades na distribuição de matéria na *SUE*. Estas irregularidades levam à formação de flutuações no potencial gravitacional, que acabam por gerar flutuações na temperatura da *RCFM*. Além desse, temos ainda o efeito Sachs-Wolfe Integrado (*SWI*), que está relacionado com a variação temporal do potencial gravitacional ( $\Phi$ ) ao longo da linha de visada desde a *SUE* até o observador. À medida que o potencial gravitacional varia com o tempo, os fótons passam a sofrer a influência desse potencial, causando flutuações na temperatura da *RCFM*.

Para  $l \geq 100$ , os multipolos são dominados por flutuações cujos comprimentos de onda são menores do que o tamanho do horizonte de Hubble na época do último espalhamento. Esta região do espectro de potência apresenta efeitos físicos diferentes do anterior, gerados a partir do momento em que as inhomogeneidades entram no horizonte de Hubble e começam a evoluir. Antes do desacoplamento entre a radiação e a matéria, os fótons interagem com os elétrons por meio do espalhamento Compton. Os elétrons, por sua vez, interagem com os bárions por meio de interações eletromagnéticas. Estes dois fenômenos dão origem a um fluido de fótons e bárions fortemente acoplados. A força gravitacional é contrabalaneada pela pressão de radiação dos fótons, provocando o surgimento de oscilações acústicas nesse fluido ao redor dos centros de alta e baixa densidade de energia. Regiões de temperatura mais altas na *RCFM* correspondem a regiões de alta densidade e regiões de temperatura mais baixa correspondem a regiões de baixa densidade. O efeito resultante destas oscilações acústicas é o principal responsável pelos picos, conhecidos como picos Doppler ou picos acústicos, que aparecem nesse espectro de potência. Isso pode ser visto diretamente na Figura 2.3. (Hu et al. 1997).

Deste modo, anisotropias em diferentes escalas angulares estão relacionadas com fenômenos físicos distintos que ocorreram no Universo primordial. Anisotropias em grandes escalas angulares não apresentam resolução suficiente para determinar a evolução da estrutura da *RCFM* no período após a recombinação. Anisotropias em escalas intermediárias ocorrem na escala em que hoje são observados aglomerados e

superaglomerados. O mesmo vale para as anisotropias em pequenas escalas, que estão relacionadas com o processo de formação das galáxias (em escalas de segundos de arco).

Em médias e pequenas escalas angulares, a evidência da existência da série de picos Doppler é muito importante para o estudo da formação das estruturas. A estrutura desses picos a partir de  $l \geq 100$  é muito dependente dos modelos. As posições, as alturas e os espaçamentos relativos entre os picos são fortemente dependentes dos parâmetros cosmológicos, principalmente da curvatura primordial do Universo, do parâmetro de Hubble, do índice espectral das flutuações de densidade,  $n$ , do parâmetro de densidade  $\Omega_0$  e da densidade de bárions  $\Omega_B$ . Por exemplo, uma medida precisa da posição do primeiro pico permite calcular  $\Omega_0$  independentemente de quaisquer outros parâmetros.

Na Figura 2.4 são apresentados vários espectros de potência construídos a partir do código *CMBFAST* (Seljak e Zaldarriaga 1996). Os dados de entrada desse código são, entre outros, os parâmetros cosmológicos primários ( $H_0$ ,  $\Omega_0$ ,  $\Omega_B$ ,  $n$  e  $\Lambda$ ), a temperatura da *RCFM* e a abundância de hélio. Qualquer combinação dos dados de entrada gera espectros como os que estão apresentados. Esse código calcula espectros para modelos de universos abertos ( $\Omega_0 < 1$ ), planos ( $\Omega_0 = 1$ ) e fechados ( $\Omega_0 > 1$ ). Ele permite ainda tratar com diferentes tipos de matéria: bariônica e não bariônica. Podemos ainda construir modelos combinando modelos de matéria escura fria (*CDM*), matéria escura quente (*HDM*) e constante cosmológica ( $\Lambda$ ).



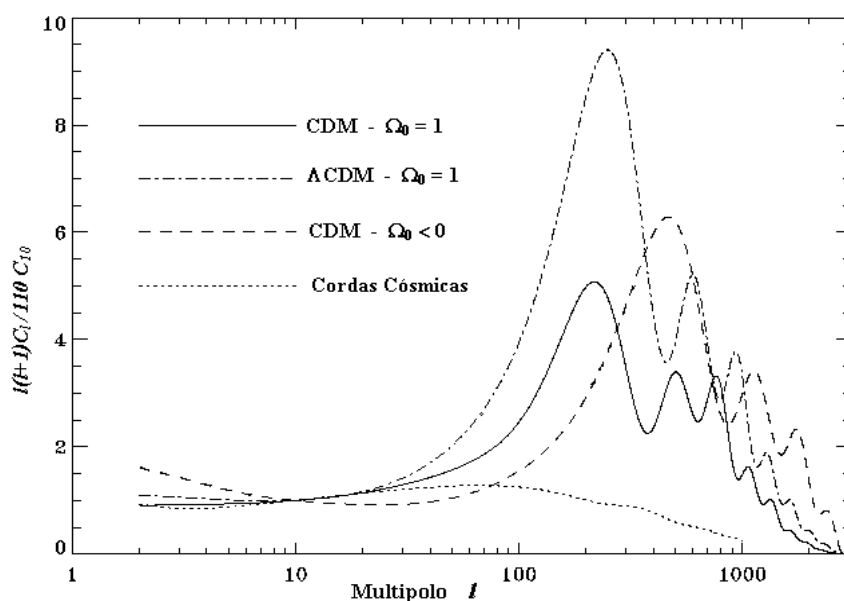


Figura 2.4 - Quatro espectros de potência da *RCFM* construídos a partir do código *CMBFAST*. Os três primeiros são baseados em modelos inflacionários. Note, no quarto modelo, o alargamento do primeiro pico e a ausência dos demais.

Em grandes escalas angulares, o resultado mais importante foi obtido pelo experimento *DMR*. Ele mediu anisotropias da ordem de  $\Delta T/T = 10^{-5}$  (Smoot et al. 1992) com um feixe de  $7^\circ$ . Experimentos como o de Tenerife ( $5,5^\circ$ ) (Hancock et al. 1994; Lineweaver et al. 1995) e o *FIRS* - Far Infrared Surveys ( $3,8^\circ$ ) (Meyer et al. 1991; Ganga et al. 1993 e 1994) foram os primeiros a confirmar esse resultado. A partir da divulgação dos resultados do *COBE*, todos os espectros de potência, independentemente dos modelos usados para gerá-los, passaram a ser normalizados por eles. Por causa dessa normalização todos os modelos se tornam indistinguíveis para  $l \leq 30$ .

Em médias escalas angulares muitos experimentos indicam a existência do primeiro pico Doppler. Entre eles podemos citar os resultados obtidos pelos experimentos *ACME-MAX* (Meinhold e Lubin 1991; Meinhold et al. 1993b; Gundersen et al. 1995; Tanaka et al. 1996), em escalas angulares entre  $0,5^\circ$  e  $2^\circ$ , que detectaram flutuações da

ordem de  $\Delta T/T \approx 10^{-5}$ . Esses resultados se mostram bastante coerentes com os obtidos posteriormente por outros experimentos, tanto no solo, como por exemplo o Big Plate (Wollack et al. 1993) e o Python (Dragovan, et al. 1994), quanto a bordo de balões, como por exemplo o *ARGO* (de Bernardis et al. 1994) e o *MSAM* (Cheng et al. 1994). Todos reportam detecções com  $\Delta T/T \approx 10^{-5}$ . Hoje em dia os principais resultados foram obtidos pelos experimentos Boomerang e Maxima, cujas intensidades medidas estão na Tabela 2.3.

Em pequenas escalas angulares, as amplitudes das flutuações de densidades primordiais são amortecidas (Silk 1968). Isso ocorre devido ao fenômeno da difusão dos fótons no fluido, denominado amortecimento de Silk, no qual os fótons, que ainda estão fortemente acoplados com a matéria, tendem a apagar essas flutuações. Isso faz com que a forma do espectro de potência nessa região seja totalmente dependente dos modelos de formação de estruturas. Deste modo, todos os resultados até agora obtidos, como por exemplo os do White Dish (Tucker et al. 1993), do *OVRO* (Readhead et al. 1989; Myers et al. 1993), do *ATCA* (Subrahmanyan et al. 1993), e do *VLA* (Fomalont et al. 1993) e outros resultados mais atuais, vide Tabela 2.3, apenas estabelecem limites superiores.

Na Tabela 2.3 apresentam-se algumas medidas mais recentes (a partir de 1995) de anisotropias da *RCFM* e na Figura 2.5 são mostrados os resultados dos diversos experimentos realizados até 2001, em função das diversas escalas angulares.

Nos dias atuais, os experimentos em operação, os que estão sendo construídos e os que estão sendo projetados, têm como objetivo fazer medidas do espectro de potência da *RCFM*, que nos permitam determinar a posição e a amplitude dos picos acústicos do espectro. Isso permitirá determinar os parâmetros cosmológicos (Jafe et al. 2000; Tegmark e Zaldarriaga 2000; Pryke et al. 2001) e a partir deles escolher quais modelos cosmológicos devem continuar a ser considerados e quais devem ser descartados. O primeiro experimento a obter resultados que atingiram esse objetivo, pelo menos em relação ao primeiro pico Doppler, foi o experimento *BOOMERANG*, que determinou

que o primeiro pico se encontra em  $l = (197 \pm 6)$  ( $1\sigma$  de erro) (de Bernardis et al 2000). Esse resultado mostra-se favorável aos modelos cosmológicos com *CDM* e com constante cosmológica não nula em detrimento dos modelos baseados em defeitos topológicos. Após esses resultados, dois novos experimentos, o MAXIMA-I (Hanany et al. 2000; Lee et al. 2001) e o DASI (Leitch et al. 2001; Halverson et al. 2001) também reportaram a determinação da posição dos primeiros picos Doppler.

O experimento cujos dados analisamos neste trabalho também apresenta sensibilidade suficiente para mapear os dois primeiros picos do espectro de potência. Esse experimento é o telescópio *BEAST* (Background Emission Anisotropy Scanning Telescope), que será descrito no próximo Capítulo.

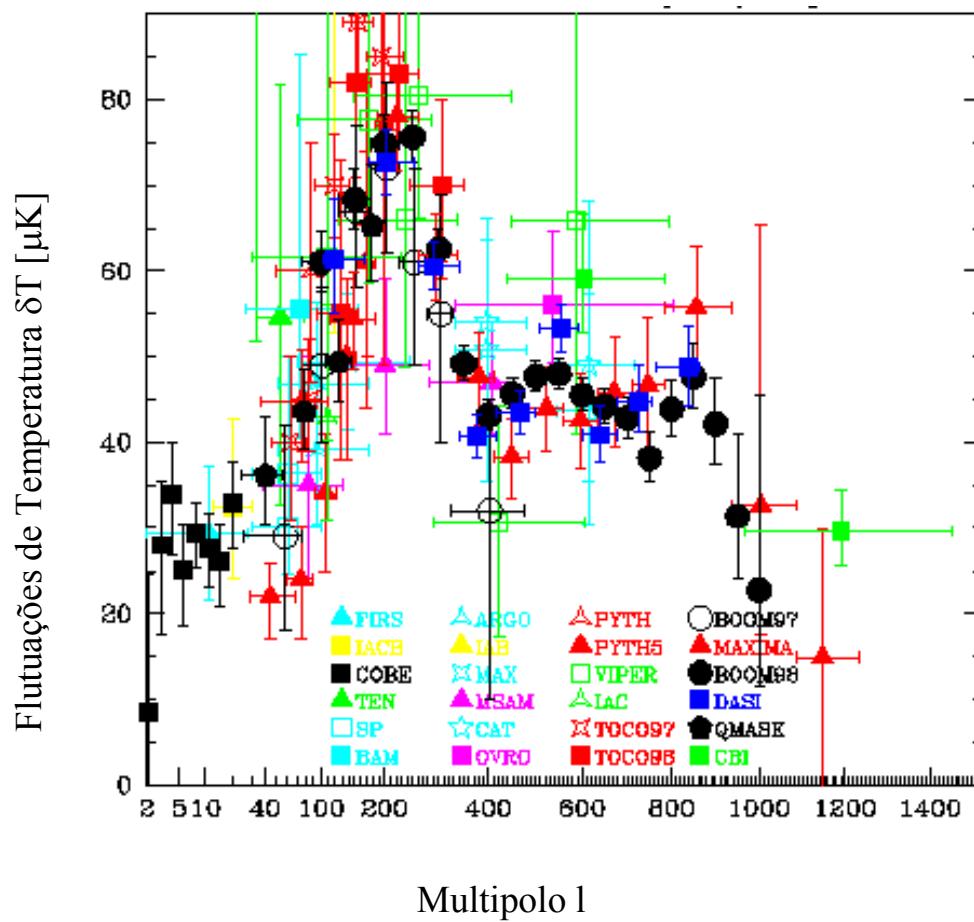


Figura 2.5- Resultados experimentais mais recentes de diversos experimentos em diferentes escalas angulares.  
 FONTE: Tegmark (2001)

Tabela 2.3 – Algumas medidas recentes, a partir de 1995, de anisotropias da *RCFM*.

Experimento	Resolução	$\Delta T_{l-\sigma}^{\sigma}$ ( $\mu$ K)	f (GHz)	Referência
<b>Grandes escalas angulares</b>				
COBE8	Satélite	7°	33,0 <sup>+4,6</sup> <sub>-5,4</sub>	31,5, 53,90
Tenerife	Solo	2°-5°	30,0 <sup>+15</sup> <sub>-11</sub>	10-33
<b>Médias escalas angulares</b>				
SP94	Solo		36,3 <sup>+13,6</sup> <sub>-6,1</sub>	68
ARGO	Balão	8', 5,5', 5'	46,8 <sup>+9,5</sup> <sub>-12,1</sub>	150-600
MAX GUM	Balão	30'	54,5 <sup>+16,4</sup> <sub>-10,9</sub>	105-420
MAX HR	Balão	30'	32,7 <sup>+10,9</sup> <sub>-8,2</sub>	105-420
MAX PH	Balão	30'	51,8 <sup>+19,1</sup> <sub>-10,9</sub>	105-420
Saskatoon	Solo	0,5°-1,5°	71,8 <sup>+19,8</sup> <sub>-29,1</sub>	26-46
QMAP I+II	Balão	54', 36'	47 <sup>+6</sup> <sub>-7</sub>	30-40
IAC/Bartol	Solo	2°	111,8 <sup>+65</sup> <sub>-60</sub>	91-272
Python VI	Solo		96,0 <sup>+15</sup> <sub>-15</sub>	
MAT	Solo	12'	89,0 <sup>+7</sup> <sub>-7</sub>	30-440
CAT	Solo	10' - 30'	57,2 <sup>+10,9</sup> <sub>-13,6</sub>	13-17
BOOMERanG5	Balão	20', 12'	61 <sup>+11</sup> <sub>-12</sub>	90-400
BOOMERanG7	Balão	20', 12'	32 <sup>+13</sup> <sub>-22</sub>	90-400
MSMIIIA	Balão	37'	47 <sup>+7</sup> <sub>-6</sub>	170-680
HACME *	Balão	0,77°	77	39 - 43
MAXIMA	Balão	10'	78 <sup>+6</sup> <sub>-6</sub>	150-410
BOOMERanG	Balão	20', 12'	69 <sup>+8</sup> <sub>-8</sub>	90-400
<b>Pequenas escalas angulares</b>				
SuZIE	Solo	2'	16 <sup>+12</sup> <sub>-16</sub>	143-350
WD	Solo	12'	0 <sup>+75</sup> <sub>-0</sub>	90
OVRO	Solo	7'-22'	56 <sup>+8,1</sup> <sub>-6,9</sub>	14,5-32
BIMA	Solo	<10'	8,7 <sup>+4,6</sup> <sub>-8,7</sub>	28,5
VIPER	Solo	20' - 2'	65,8 <sup>+25,6</sup> <sub>-24,9</sub>	35-400
DASI	Solo	< 1°	72 <sup>+23</sup> <sub>-23</sub>	26-36

\*Limite superior obtido com os dados da região de  $\gamma$  Ursae Minoris. Em 43 GHz.

FONTE: Adaptada de Barreiro (1999).

### 2.3 Fontes de Contaminação do Sinal

Um dos principais problemas na análise dos dados obtidos pelos experimentos dedicados ao estudo das anisotropias na *RCFM* está relacionado com o fato de haver várias fontes que contaminam o sinal em micro-ondas proveniente do céu. Para que as contribuições desses contaminantes, chamados de "foregrounds", possam ser descontadas, precisamos, além de saber quais são eles, compreender qual seu comportamento nas frequências de operação dos experimentos. Muitos efeitos contribuem para a contaminação do sinal da *RCFM*. Os principais "foregrounds" são as emissões devidas à Galáxia, à atmosfera e as ocasionadas por fontes pontuais extragalácticas. Os principais componentes que caracterizam a emissão Galáctica são a emissão síncrotron, a emissão térmica da poeira do meio interestelar e a emissão "Bremsstrahlung".

A emissão síncrotron é produzida por elétrons relativísticos que são acelerados pelos campos magnéticos do meio interestelar (e.g. Smoot 1999). Ela depende do espectro de energia dos elétrons e da intensidade do campo magnético (e.g. Longair 1994); é o componente dominante para frequências abaixo de 20 GHz. Para frequências acima de 100 GHz, a emissão contaminante é devida à poeira aquecida pela luz das estrelas do meio interestelar (e.g. Wright et al. 1991). O modelamento da contribuição total da emissão da poeira é muito difícil de ser feito porque depende da temperatura, da emissividade e da distribuição espacial dos grãos de poeira na Galáxia. A emissão Bremsstrahlung ou livre-livre (e.g. Smoot 1998) é produzida por elétrons quentes (temperatura eletrônica  $T_e \geq 10^4$  K) quando acelerados por íons do gás do meio interestelar (regiões *HII*). A emissão livre-livre é o "foreground" galáctico menos conhecido. Isso se deve ao fato de ser o "foreground" dominante no intervalo de 25 a 75 GHz, região na qual a emissão Galáctica é mínima.

Uma vez que não existe nenhum mapa completo do céu dos “foregrounds” Galácticos na região milimétrica do espectro, é necessário extrapolar mapas disponíveis em outras frequências para estimar a intensidade dos componentes da emissão Galáctica nessa faixa. A intensidade da emissão síncrotron pode ser estimada a partir da utilização dos mapas de Haslan et al. (1982) em 408 MHz e de Reich & Reich (1986) em 1420 MHz. A intensidade da emissão da poeira é estimada a partir da utilização do mapa obtido pelo satélite *IRAS* em 100  $\mu\text{m}$  e a da emissão livre-livre a partir de um catálogo em 1,0 GHz de regiões *HII* (e.g. Bersanelli et al. 1997). A extrapolação desses mapas para a região de micro-ondas é feita considerando que as intensidades dessas emissões possam ser expressas em termos de uma lei de potência:

$$I_\nu \propto \nu^{-2,1} \quad (\text{Bremsstrahlung}),$$

$$I_\nu \propto \nu^{-2,9} \quad (\text{síncrotron}),$$

$$I_\nu \propto B_\nu(T_p) \nu^{1,4} \quad (\text{poeira}),$$

sendo  $B_\nu(T_p)$  a função de Planck e  $T_p = 18 \text{ K}$ .

A emissão atmosférica se deve principalmente ao vapor d'água ( $H_2O$ ), ao ozônio ( $O_3$ ) e ao oxigênio molecular ( $O_2$ ). A remoção da contribuição atmosférica é feita levando-se em conta que, em uma dada frequência, sua intensidade (temperatura) é proporcional a

$$T(\alpha) = T_z \text{ cosec } \alpha,$$

sendo  $\alpha$  o ângulo zenital e  $T_z$  a temperatura no zênite. O modelo atmosférico aqui utilizado é um código escrito em Fortran chamado *ATMOS386*, desenvolvido no Jet Propulsion Laboratory (Kuiper 1984), que faz uso do modelo de Waters (1976). Ele calcula a intensidade da emissão em função da altitude em que o experimento está operando, da frequência e do ângulo de observação e da coluna de água da atmosfera. O

*ATMOS386* prediz uma temperatura de antena  $T_z$  na banda Q (40 GHz) de 20 K no nível do mar, enquanto que a 40 km de altitude esse valor é inferior a 1 mK. Em experimentos localizados no solo, a temperatura da atmosfera em frequências abaixo de 50 GHz é comparável à da *RCFM* (vide Figura 2.6). Já para observações no solo com frequência entre 100 e 500 GHz, a temperatura da atmosfera resulta ser de 3 a 30 vezes maior do que a da *RCFM*. Portanto, para frequências nessas regiões, as observações devem ser feitas a bordo de balões, onde a temperatura da contribuição atmosférica é muito menor do que a temperatura da *RCFM*.

Fontes extragalácticas correspondem a um importante contaminante para as medidas de anisotropias da *RCFM*. A intensidade de uma dada fonte extragaláctica pode ser independente da frequência (espectro plano), pode aumentar com a frequência (espectro invertido) ou pode ainda diminuir com a frequência (emissão síncrotron). Os efeitos ocasionados pelas fontes que apresentam espectros cuja intensidade diminui com a frequência são muito mais sentidos para medidas em pequenas escalas angulares e baixas frequências. As emissões com espectros plano e invertido são importantes em medidas da anisotropia em altas frequências. Em baixas frequências, as fontes rádio são as principais contribuintes, enquanto que em altas frequências há galáxias brilhantes no infravermelho em altos e baixos “redshifts” (e.g. Barreiro 1999). Para se remover a contribuição das fontes extragalácticas, é necessário extrapolar para as frequências de observação o espectro de fontes catalogadas, em geral, na faixa de 1 a 10 GHz. Devido às dificuldades de se levar em conta todas essas fontes contaminantes, costuma-se introduzir um “cutoff” no brilho das fontes. Somente fontes com brilho maior do que esse “cutoff” são identificadas como fontes discretas, de modo que suas contribuições individuais podem ser calculadas e subtraídas do sinal medido. Já as mais fracas têm suas contribuições modeladas e depois subtraídas do sinal.

A Figura 2.6 apresenta o espectro das emissões Galáctica, atmosférica e extragaláctica. A emissão atmosférica é apresentada para diversas altitudes: nível do mar, Pólo Sul e a 36 km de altitude. A emissão extragaláctica é obtida a partir de um modelo de fontes extragalácticas descritos por Toffolatti et al. (1995).



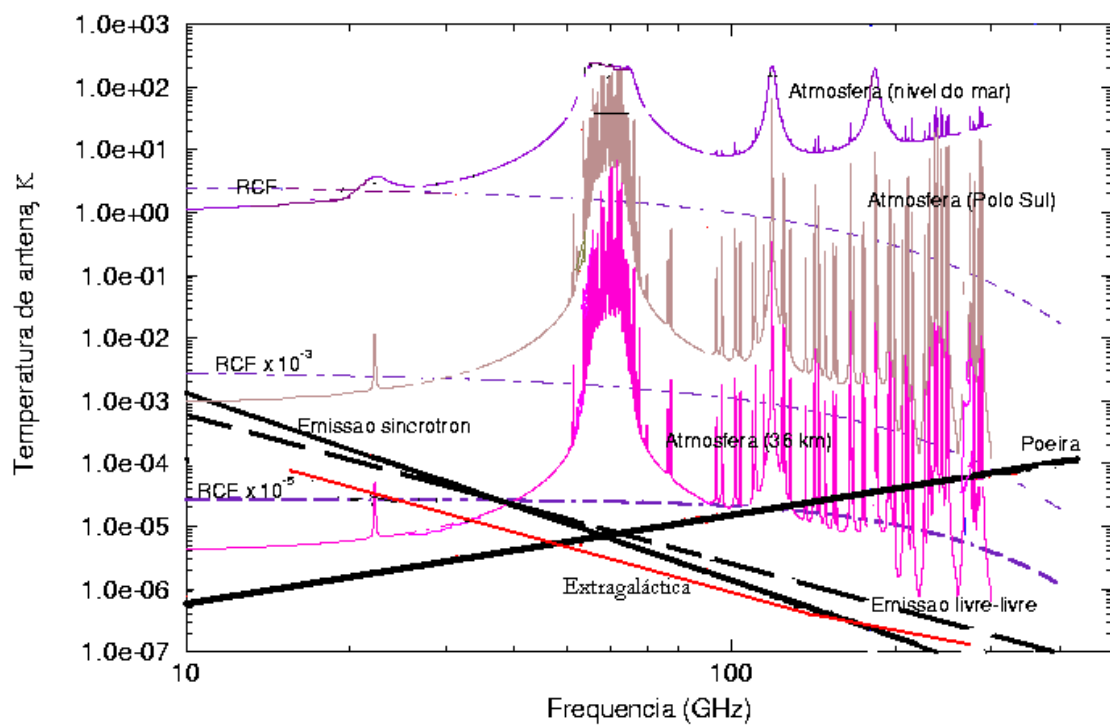


Figura 2.6 - O espectro das emissões de origem Galáctica, extragaláctica e atmosférica.



### 3 O EXPERIMENTO BEAST

Desde o início da década de 80, encontra-se em curso uma colaboração científica entre os grupos de Cosmologia Experimental da Universidade da Califórnia em Santa Bárbara (*UCSB*) e do Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (*INPE*) com o objetivo de realizar medidas das características da *RCFM*. Durante esse período, diversos experimentos para o estudo das anisotropias da *RCFM* foram e continuam a ser desenvolvidos e operados por essa colaboração. Esse intercâmbio culminou no projeto Advanced Cosmic Explorer (*ACE*) (Lubin1994; Figueiredo 1997). O *ACE* é um projeto que vem sendo desenvolvido desde 1994, tendo como principal objetivo científico estudar as flutuações de temperatura da *RCFM* em escalas angulares que vão de  $10'$  a  $10^\circ$ , com uma sensibilidade da ordem de 1 parte em  $10^6$ . Isso será conseguido com a combinação dos resultados provenientes de quatro vôos em diferentes latitudes, de modo que, ao final da missão, serão gerados mapas com cobertura de cerca de 80% do céu. Esse projeto nos permitirá fazer uma comparação direta com os dados do *COBE*, mas com uma relação sinal/ruído muito maior e possibilitará, ainda, obter os momentos de multipolos  $C_l$  desde  $l \sim 10$  até  $l \sim 800$ , permitindo assim obter informações relativas aos picos do espectro de potência da *RCFM* (cf. Seção 2.2).

Para se atingir o estado atual de desenvolvimento do projeto *ACE*, uma série de experimentos precursores foi desenvolvida desde então: *ACME* (Advanced Cosmic Microwave Explorer) (Meinhold 1993; Meinhold et al. 1993a,b), *MAX* (Microwave Anisotropy Experiment) (Fischer et al. 1992; Gundersen et al. 1993; Meinhold et al. 1993c; Tanaka et al. 1996 ; Lim et al. 1996), *HACME* (*HEMT's* on *ACME*) (Staren et al. 2000; Tegmark et al. 2000), *BEAST* (Background Emission Anisotropy Scanning Telescope) (Figueiredo 1997; Natoli; 1999) e *BOOST* (Bolometers on *BEAST*) (Kangas 1999). O *BEAST* e o *BOOST* utilizam o mesmo sistema óptico e apresentam a mesma estratégia de varredura do *ACE*, diferindo apenas nos detectores, com o *BEAST* operando com diodos *HEMT* e o *BOOST* com bolômetros. O *BEAST* e o *ACE* são experimentos quase idênticos. Eles diferem pela forma de cobertura do céu, pelo tempo

da missão e pelo número de frequências e cornetas que utilizam. O *ACE* será um instrumento que fará medidas em três frequências centradas em 30 GHz (banda *Ka*), 41,5 GHz (banda *Q*) e 90 GHz (banda *W*), com um total de 22 cornetas. Ele será montado em uma gôndola feita de fibra de carbono e embarcado em um balão estratosférico superpressurizado. Esses balões são feitos de “mylar” e a duração dos vôos serão de aproximadamente cem dias. O *BEAST* faz medidas centradas nas frequências de 30 e 41,5 GHz, com um total de 8 cornetas: seis em 41,5 GHz e duas em 30 GHz. Sua gôndola é feita em alumínio e ele utiliza balões convencionais, o que lhe permite realizar vôos de aproximadamente 24 horas. Uma alternativa a esta limitação é a realização de vôos circumpolares no continente antártico, cuja duração típica é da ordem de 10 dias para balões convencionais. Ele pode ainda ser operado a partir do solo.

O experimento *BEAST* é constituído de três subsistemas que serão descritos de maneira simplificada no restante deste capítulo. Esses subsistemas são o sistema óptico, o sistema de controle de apontamento e estabilização de atitude e o sistema de aquisição de dados. A Figura 3.1 mostra, esquematicamente, uma visão lateral da estrutura da gôndola do *BEAST*, com os sistemas óptico, de controle, o criostato e o sistema de blindagem eletromagnética (“baffles”). Existe ainda um sistema de blindagem que protege o espelho secundário da emissão do espelho plano, não representado na figura.

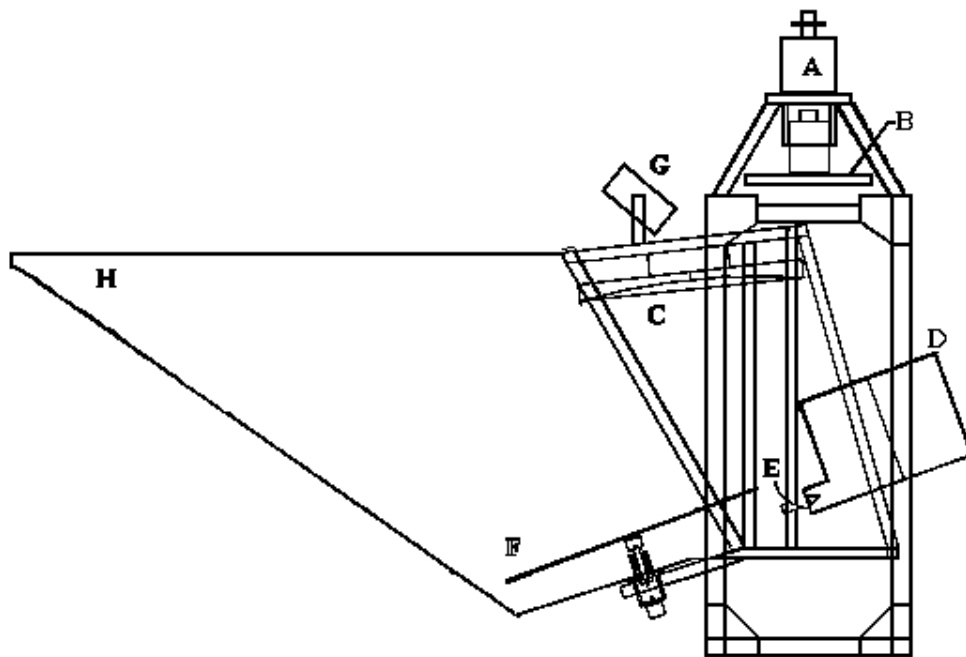


Figura 3.1: Plataforma do *BEAST*: A) Desacoplador; B) Roda de Reação; C) Espelho Primário; D) Criostato; E) Espelho Secundário; F) Espelho Plano; G) Sensor estelar CCD; H) Sistema de blindagem

### 3.1 O Sistema Óptico

O telescópio utilizado pelo *BEAST* é do tipo gregoriano não axial. O sistema óptico projetado para este telescópio consiste em um espelho primário parabólico e um espelho secundário elipsoidal. O eixo maior do espelho primário, um dos maiores já utilizados em experimentos a bordo de balão, mede 2,20 m, enquanto que o do secundário mede 0,80 m. Além destes, ainda existe um espelho plano circular giratório, que é o responsável pela varredura do feixe de cada corneta no céu, de 2,60 m de diâmetro, inclinado em relação ao seu eixo de rotação. Dependendo das condições de

operação, a frequência de rotação desse espelho pode atingir até 10 Hz. A Figura 3.2 apresenta uma vista lateral dos sólidos que definem os três espelhos. Apresenta ainda três raios provenientes de um objeto puntiforme alinhado com o eixo do telescópio. Como podemos ver da Figura 3.2, os espelhos estão dispostos de forma que um dos focos do secundário coincida com o foco do primário, enquanto que no outro foco do secundário se localizam os detectores. Uma descrição mais detalhada do sistema óptico do *BEAST* pode ser encontrada em Figueiredo (1997).

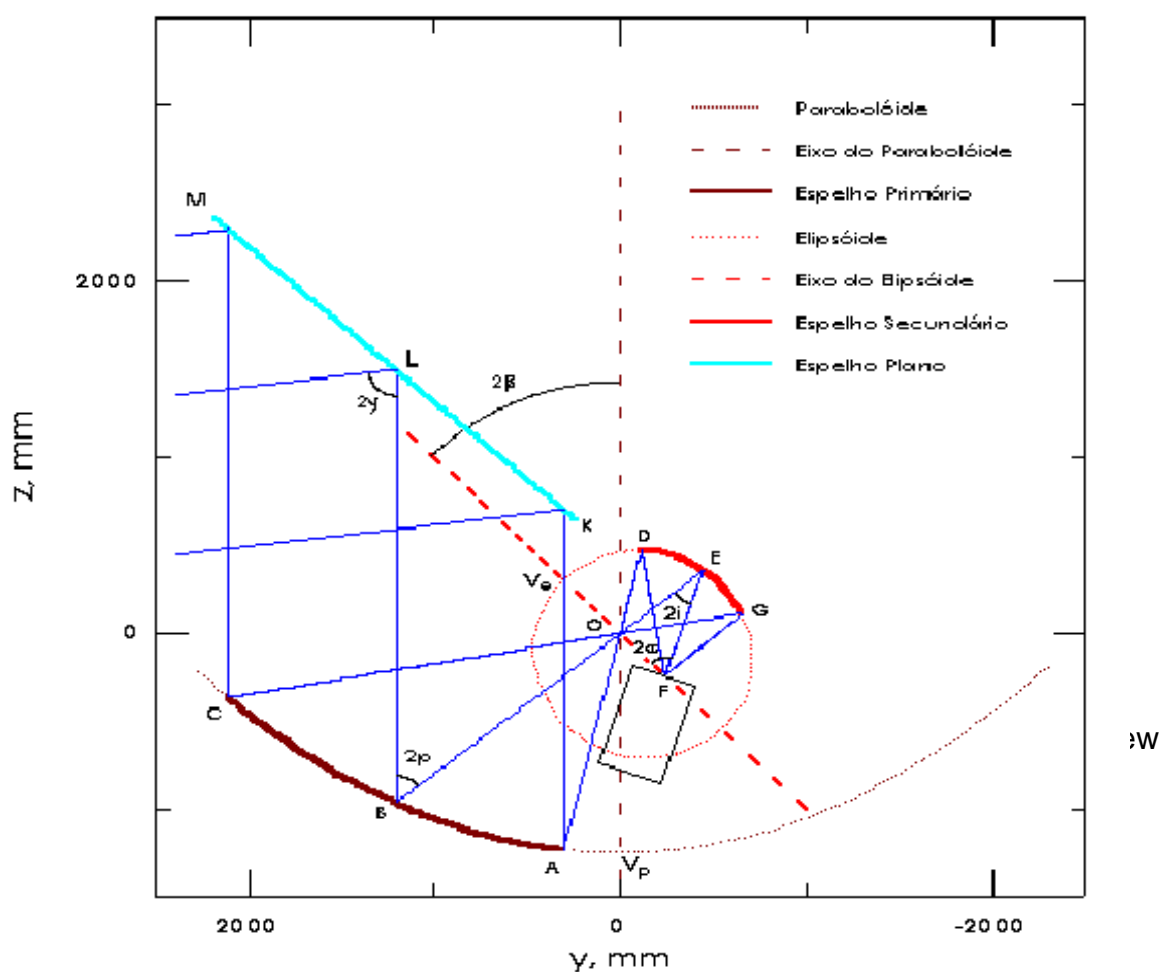


Figura 3.2 - Vista lateral dos sólidos que definem o sistema óptico.  
 FONTE: Figueiredo (1997).

Essa configuração adotada é vantajosa por ser compacta e por não apresentar efeitos de obscurecimento do primário pelo secundário ou pelos detectores, como acontece com a configuração axial, resultando numa melhor iluminação do sistema óptico. O telescópio foi projetado de modo que a iluminação na borda do espelho primário seja menor do que  $-30$  dB a fim de que a contaminação do sinal pela radiação proveniente da Terra ou refletida pelo balão seja desprezível. A iluminação proveniente da Terra também é bloqueada pelo sistema de blindagem, feito de plástico “mylar” aluminizado de baixa emissividade.

Na Tabela 3.1 apresenta-se o conjunto de parâmetros que definem o sistema óptico do *BEAST*.

Tabela 3.1 - Parâmetros do sistema óptico do telescópio.

<b>Espelho Primário</b>	
Forma	Parabóloide
Distância focal	1250,0 mm
Eixo maior	2200,0 mm
Abertura	1966,1 mm
Desvio da forma <sup>1</sup> (rms)	< 30 $\mu\text{m}$
Rugosidade <sup>2</sup> (rms)	< 20 $\mu\text{m}$
<b>Espelho Secundário</b>	
Forma	Elipsóide
Distância Focal	170,0 mm
Semi-eixo maior	600,0 mm
Semi-eixo menor	575,4 mm
Abertura	800,0 mm
Excentricidade	0,2833
Desvio da forma (rms)	< 20 $\mu\text{m}$
Rugosidade (rms)	< 20 $\mu\text{m}$
<b>Espelho Plano</b>	
Diâmetro	2600,0 mm
Rugosidade (rms)	< 100 $\mu\text{m}$
<b>Telescópio</b>	
Ângulo de iluminação <sup>3</sup> , $2\alpha$	64,0°
Ângulo entre eixos <sup>4</sup> , $2\beta$	45,0°

1- Desvio da forma paraboloidal / elipsoidal.

2- Rugosidade da superfície refletora.

3- Ângulo entre o raio central e o eixo do elipsóide.

4- Ângulo entre os eixos do paraboloide e do elipsóide.



Tanto o espelho primário quanto o secundário foram feitos de fibra de carbono, com massas de 9 kg e 2 kg respectivamente. As superfícies refletoras desses espelhos são obtidas por meio de processo de metalização da parte côncava do molde. No *BEAST* eles recebem duas coberturas: na primeira, a superfície do molde que será a parte refletora é recoberta com uma camada de 2,2  $\mu\text{m}$  de Al, e na segunda, elas recebem uma cobertura protetora de  $\text{SiO}_2$ . O espelho plano é feito de Hexel, uma estrutura constituída por um arranjo de células hexagonais, prensada por dois discos de alumínio. Essa estrutura permite que o espelho plano seja rígido e tenha uma massa relativamente pequena, de aproximadamente 15 kg. O lado refletor desse espelho é polido de modo que a rugosidade da superfície refletora seja inferior a 100  $\mu\text{m}$ . Nas Figuras 3.3a e 3.3b estão mostrados os espelhos primário e secundário e os respectivos moldes utilizados na construção deles. Na figura 3.4 é mostrada a posição dos espelhos plano e primário na gôndola do experimento *BEAST*.

A normal ao espelho plano é inclinada de  $2,5^\circ$  (chamado de ângulo de “cant”,  $\theta_c$ ) em relação ao seu eixo de rotação. Isso faz com que a trajetória do feixe descreva uma elipse no céu, cujo eixo maior mede  $4\theta_c$ . Solidário ao eixo do espelho há um disco dividido em 250 setores circulares e iguais. Um sensor óptico acoplado a um contador codifica o ângulo de rotação do espelho em torno do seu eixo. Dessa forma, a trajetória do feixe no céu é dividida em 250 setores. Se a frequência de rotação do espelho for de 5,0 Hz, ele completará uma volta em 200 ms e cada setor será observado por um período de aproximadamente 0,8 ms.

### **3.2 Os Receptores**

Existem muitos tipos de receptores que são utilizados no estudo da *RCFM*. Os receptores ditos coerentes respondem diretamente ao campo elétrico da radiação incidente preservando a fase, enquanto que os receptores incoerentes não preservam a fase do sinal da radiação incidente. Existem muitos esquemas diferentes de receptores coerentes que podem ser utilizados (Krauss 1986). Na região de comprimentos de onda centimétricos, os amplificadores *FET* (*Field Effect Transistor*), os amplificadores

paramétricos e os amplificadores *MASER*, são utilizados diretamente como amplificadores do sinal incidente. Na região de comprimentos de onda milimétricos, os *SIS (Superconductor-Insulator-Superconductor)* são utilizados como misturadores. Os receptores de amplificação direta recebem o nome de homodinos enquanto os que utilizam um misturador e um oscilador local combinados são chamados de heterodinos. Nos dias de hoje, os *FET* foram substituídos pelos amplificadores *HEMT (High Electron Mobility Transistor)*. Os *HEMT* são hoje os amplificadores mais utilizados no estudo da *RCFM* em baixas frequências.

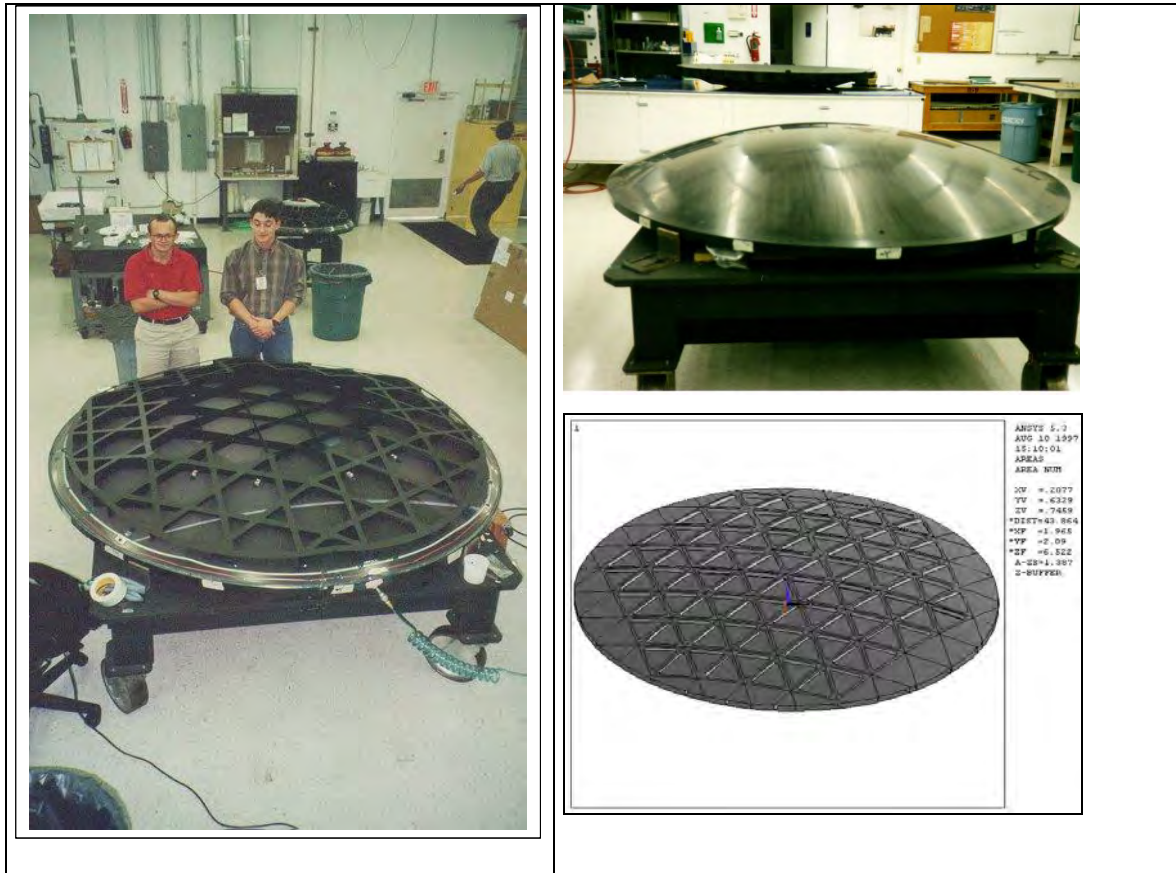


Figura 3.3a - Fotos do espelho primário visto de cima, com dois dos fabricantes (esquerda); molde utilizado e o esquema utilizado na fabricação (desenho imediatamente acima da legenda).

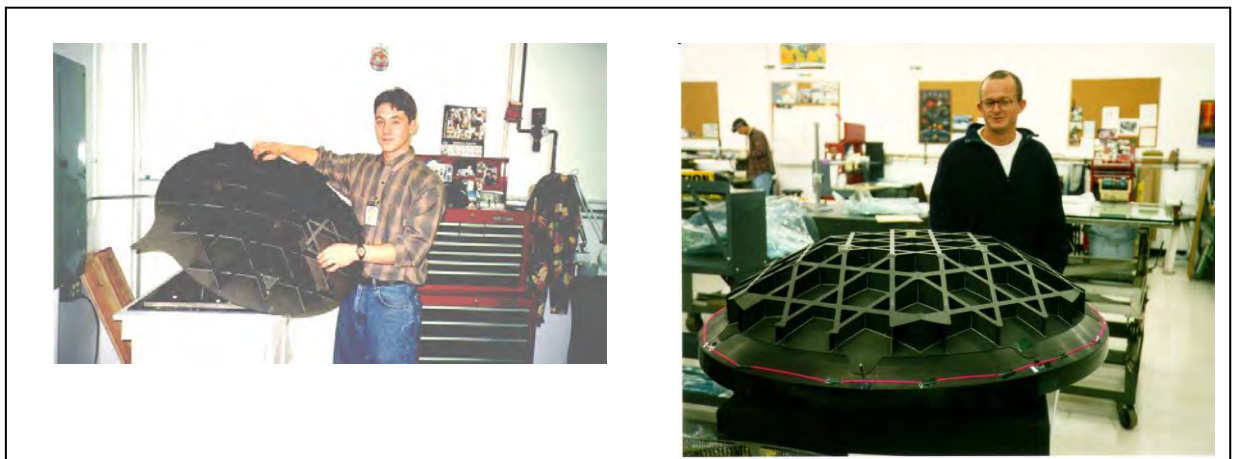


Figura 3.3b-Vista do espelho secundário elipsoidal, com a vista de frente (foto superior) e a estrutura de fundo (inferior).

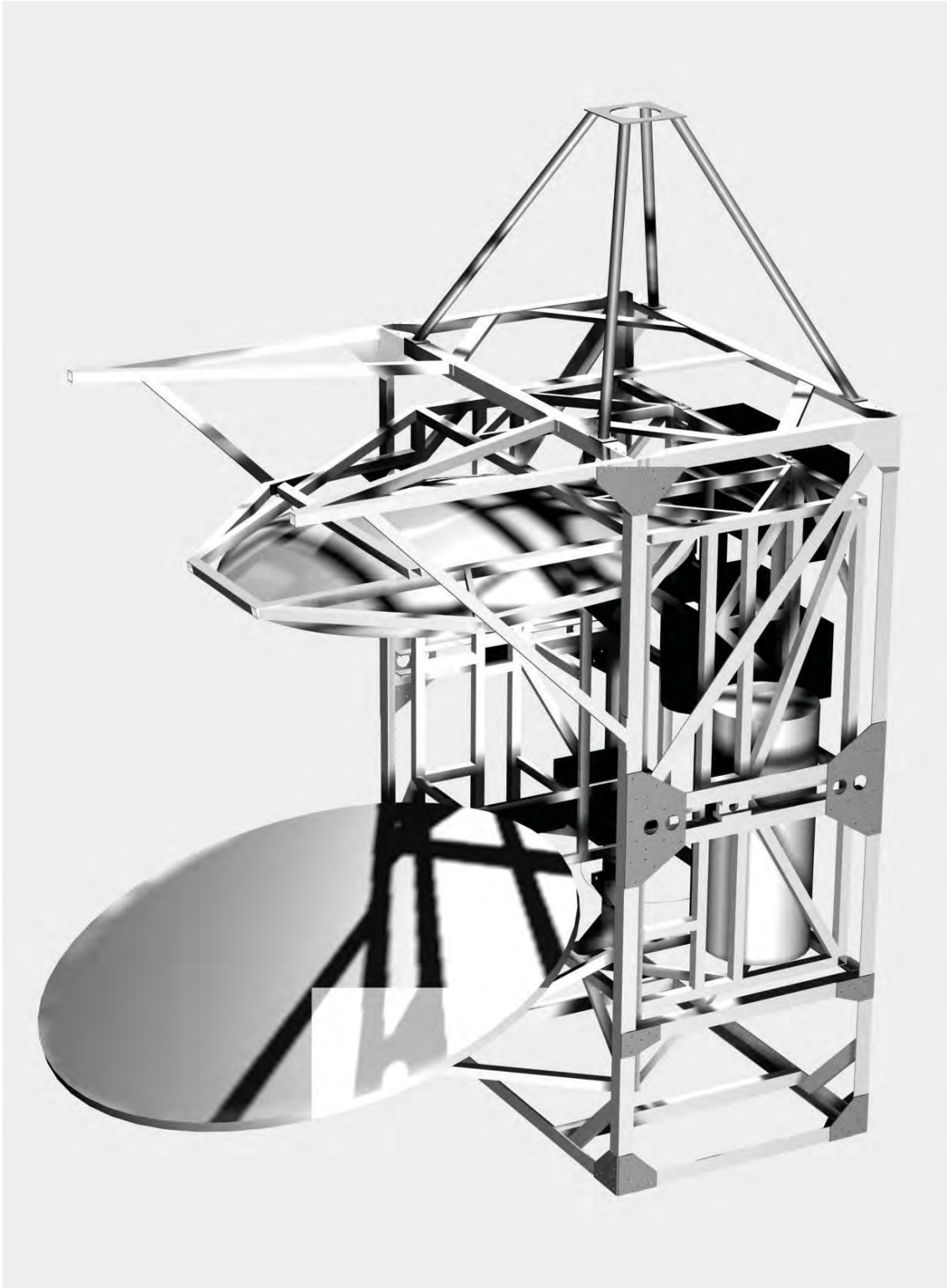


Figura 3.4- Os espelhos plano e primário em suas respectivas posições finais na gôndola do experimento *BEAST*.

A escolha do receptor que vai ser utilizado num determinado experimento depende essencialmente da seleção dos componentes que o formarão. Isso é necessário para que se possa ter um nível de ruído compatível com os requisitos de sensibilidade e estabilidade desejados experimentalmente. No caso do *BEAST*, o sistema de receptores é formado por um conjunto de 8 radiômetros coerentes, cada um composto de uma antena, de um detector e de um sistema eletrônico associado. A antena é a responsável pelo acoplamento da radiação coletada pelo telescópio ao detector. As antenas utilizadas são cornetas cônicas corrugadas e os detectores utilizados são *HEMT* de *InP*. A confecção dessas cornetas deve ser otimizada de modo a apresentar baixa massa, boa estabilidade e pequena contribuição dos lóbulos secundários. Uma descrição mais detalhada da integração entre essas cornetas e o sistema óptico encontra-se em Figueiredo (1997). Na configuração atual, esse conjunto é composto de 2 radiômetros na banda Ka e 6 na banda Q. A disposição desses radiômetros na sua configuração final de voo está representada na Figura 3.5

Os *HEMT's* são transistores de efeito de campo que têm como característica básica o controle de uma corrente por um campo elétrico aplicado. Nesses transistores a corrente que flui entre dois contatos ôhmicos, chamados de fonte (“source”) - *S* e dreno (“drain”) - *D*, é controlada pelo campo devido a uma tensão aplicada entre um terminal de controle, chamado de “gate”- *P* e a fonte. A corrente é transportada por um tipo apenas de portador de carga: elétrons nos canais formados de material de semiconductor do tipo *n*, buracos nos canais de material do tipo *p*. O núcleo de um *HEMT* é a sua alta mobilidade eletrônica. Isso é conseguido pela deposição de várias camadas de material semiconductor dopado e não dopado com diferentes energias da banda de condução. Uma descrição mais detalhada sobre os *HEMT* pode ser encontrada em Gunderson (1995) e nas referências ali contidas. Nesse trabalho, é descrito o experimento *HACME*, que foi o primeiro instrumento a utilizar transistores *HEMT* em voo para fazer medidas da *RCFM*.

A temperatura mínima detectável, isto é, a sensibilidade de um radiômetro (e.g. Krauss 1986) é expressa como

$$S = K_r \frac{T_{SIS}}{\sqrt{\beta \left[ 1 + \left( \frac{\Delta G}{G} \right)^2 \right]}}, \quad 3.1$$

sendo  $K_r$  a constante de sensibilidade, que depende do tipo de receptor que está sendo utilizado, e  $T_{SIS}$  a temperatura de ruído total do sistema detector. As grandezas  $\beta$ ,  $G$  e  $\Delta G$  são respectivamente a largura de banda, o ganho e a flutuação no ganho do receptor. Os receptores utilizados pelo *BEAST* são de potência total ( $K_r = 1$ ): seus radiômetros medem diretamente a temperatura do céu.

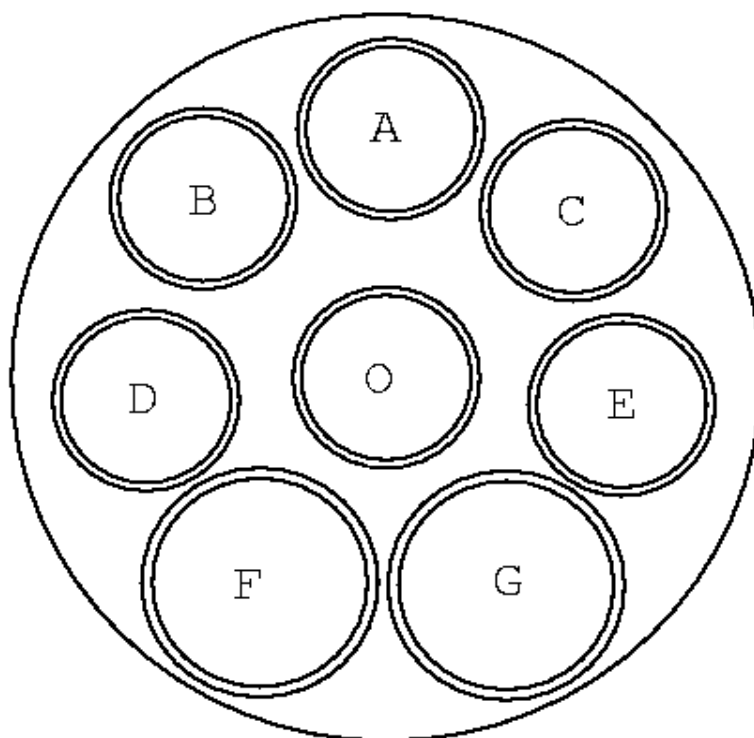


Figura 3.5- Disposição das cornetas no plano focal visto do secundário. As cornetas maiores (*F* e *G*) correspondem à da banda Ka e as outras são as da banda Q.

A presença da flutuação do ganho na Equação 3.1 está relacionada com a existência do ruído  $1/f$  (e.g. Delabrouille 1998):

$$\frac{\Delta G}{G} \approx \left( \frac{f_{knee}}{f} \right)^\alpha, \quad 3.2$$

sendo  $f_{knee}$  a frequência na qual as contribuições dos ruídos branco e  $1/f$  para a potência total são estatisticamente iguais e  $\alpha$  é o índice espectral, com valores entre 1,0 e 2,5, dependendo do processo físico dominante que gerou o ruído  $1/f$ . A presença desse ruído é uma característica de todos os equipamentos eletrônicos e, em geral, sua natureza ainda não é bem conhecida. Esse ruído tem duas conseqüências principais sobre os dados. Primeira, como podemos ver diretamente da Equação 3.1, a sua presença é responsável pelo aumento na potência total em relação àquela que existiria somente com a presença do ruído branco (que corresponde ao termo  $K_r T_{SYS} / \sqrt{\beta}$  da Equação 3.1), Segunda, e talvez a mais importante, a sua presença é responsável pela correlação entre as medidas e, conseqüentemente, entre os pixels no mapa. Apesar deste ruído poder ser diminuído por meio da construção de melhores receptores e da adoção de estratégias de observação mais apropriadas, sua contribuição nunca é nula. Na Tabela 3.2 são apresentados os principais parâmetros que caracterizam o sistema de detectores utilizados no telescópio *BEAST*.

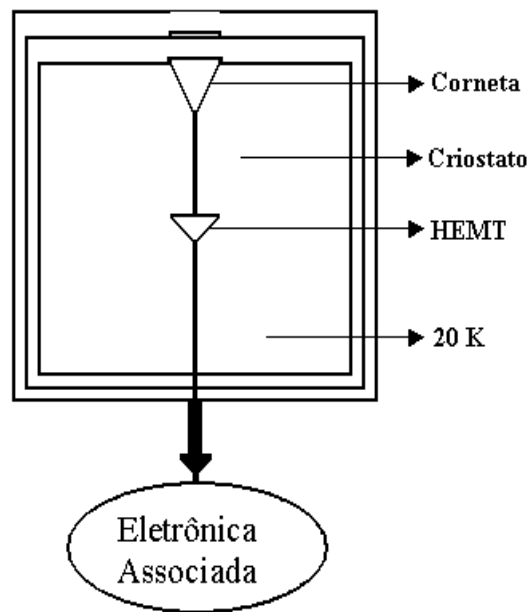


Figura 3.6- Diagrama de blocos simplificado no qual estão mostrados a corneta e o *HEMT* dentro do criostato.



Tabela 3.2 - Características do sistema de detectores do *BEAST*

<b>Tipo de Receptor</b>	<b>Radiômetro</b>	
Banda	Ka	Q
Frequência (GHz)	30	41,5
Comprimento de onda (mm)	10	7,2
Temperatura de Operação do Detector (K)	20	20
Largura de Banda (GHz)	8	7
Número de Cornetas	2	6
Número de Detectores	2	6
Resolução Angular (FWHM, graus )	0,5	0,35
$T_{\text{sys}}$ (K)	30	15
Sensibilidade por corneta ( $\mu\text{K}\sqrt{s}$ )	500	250

Tanto as cornetas quanto os *HEMT* são colocados dentro de um refrigerador a hélio líquido (LHe) onde são mantidos à uma temperatura de 20 K, conforme mostrado na Figura 3.6. A essa temperatura os *HEMT's* usados proporcionam um ganho de  $\approx 30$  dB antes do sinal deixar o criostato. Após este estágio, o sinal segue para a eletrônica associada, que consta de amplificadores a temperatura ambiente, que amplificam novamente o sinal, com um ganho de 40 a 50 dB, atenuadores, filtro passa faixa e um diodo que detecta o sinal, seguindo então para o sistema de aquisição de dados.

### **3.3 O Sistema de Aquisição de Dados**

O sistema de aquisição de dados consiste em dois subsistemas. Um é responsável pelas informações do controle de atitude da gôndola e de apontamento e o outro pela aquisição de dados do radiômetro.

A aquisição de dados do radiômetro é feita por meio de um programa que lê a tensão na saída do receptor e a grava em blocos de 250 setores para cada canal e para cada rotação do espelho plano.

O programa de “housekeeping” controla a atitude da gôndola e recebe as informações sobre o sistema de apontamento diretamente dos instrumentos localizados a bordo da gôndola. Um conjunto redundante de instrumentos a bordo do balão fornecem as coordenadas de apontamento do telescópio. Eles são os seguintes: um codificador óptico que nos dá informações sobre a rotação do espelho; um segundo codificador óptico nos permite medir a elevação da estrutura interna da gôndola (à qual está preso o telescópio) em relação à estrutura externa da mesma; um magnetômetro que nos permite medir o ângulo da estrutura interna em relação ao campo magnético da Terra; um sensor solar que nos permite localizar a posição da gôndola em relação ao Sol nos vãos durante o dia e um sensor estelar que nos permite reconstruir o apontamento a partir da comparação da imagem obtida por uma câmara CCD com um catálogo de estrelas, se o vôo for noturno.

### **3.4 Estratégia de Observação**

Três tipos de movimentos distintos compõem a estratégia de observação do *BEAST*. O primeiro movimento é devido à rotação do espelho plano giratório, o segundo pela varredura em azimute do telescópio e o terceiro pela rotação aparente do céu. O movimento que apresenta menor escala de tempo é o da rotação do espelho plano. A escala de tempo desse movimento está relacionada à frequência de rotação do espelho,

sendo de 0,2 s para uma frequência de 5,0 Hz e de 1,0 s para uma frequência de 1,0 Hz. A escala de tempo do segundo movimento depende da amplitude da varredura em azimute adotada. A amplitude dessa varredura, caracterizada pelo ângulo de “throw”,  $\theta_T$ , pode variar de zero a  $\pm 60^\circ$ . A velocidade dessa varredura é pequena quando comparada com a velocidade angular do espelho plano. Isso nos permite amostrar duas ou três vezes a mesma região do céu antes que o telescópio continue o seu movimento de varredura. Como esse movimento é contínuo, isso implica que o deslocamento da gôndola seja igual a uma largura do feixe a cada duas ou três rotações. Se a velocidade angular de varredura adotada for  $\omega_T \approx 0,25^\circ/\text{s}$ , então, para uma varredura de  $\theta_T = 10^\circ$ , a escala de tempo para que essa varredura seja efetuada será de aproximadamente 40 s.

A rotação aparente do céu é o movimento envolvido na estratégia de observação do *BEAST* que apresenta a maior escala de tempo. Ele é o responsável pelo aumento da área que está sendo coberta pelo instrumento. Se mantivermos a elevação do telescópio fixa, a área coberta aumenta com o tempo de observação. Nesse caso o céu está se movendo enquanto o telescópio faz uma varredura em azimute com a elevação constante. Para que a área observada não cresça muito como no caso anterior, normalmente a estratégia empregada nesses experimentos é diferente. Costuma-se escolher uma região onde haja uma estrela brilhante que seja visível pela câmara *CCD*. Cada início de varredura começa numa determinada região do céu e, conforme a estrela move-se pelo céu, a região que está sendo varrida também varia. Deste modo, fazendo pequenas correções na elevação do telescópio podemos varrer sempre a mesma região escolhida e observá-la mais de uma vez. Isso nos permite diminuir os erros sistemáticos associados às medidas e obter uma relação sinal/ruído maior.

A varredura do feixe no céu é determinada pelos movimentos do espelho plano giratório e da gôndola. Assim, para que se possa reconstruir as informações de apontamento do telescópio, é necessário saber qual região da esfera celeste está sendo observada. Como a velocidade angular da gôndola é muito menor do que a velocidade de rotação do espelho, todas as medidas tomadas para uma dada rotação podem ser consideradas

independentes da atitude da gôndola. Apesar de ser formado por um conjunto de oito cornetas, cada uma apontando em uma direção diferente do céu, as trajetórias descritas por elas serão semelhantes. Na Figura 3.7 são apresentadas as trajetórias descritas no céu pelos feixes provenientes das oito cornetas que compõem o *BEAST*, mantendo-se constante a elevação e o azimute do telescópio. Quando os movimentos de rotação do espelho plano e de varredura em azimute do telescópio são considerados, as trajetórias descritas pelas cornetas dão origem a um mapa bidimensional do céu mostrado na Figura 3.8.

Para se obter a expressão geral da trajetória que o feixe proveniente de uma corneta descreve no céu, é conveniente traçar um raio partindo da corneta, refletindo nos espelhos e indo em direção ao céu. Como a posição dos espelhos primário e secundário é fixa, as propriedades da trajetória do feixe no céu são determinadas pelo espelho plano giratório. O raio refletido pelo espelho plano giratório depende da fase do espelho plano, que é função do tempo e da frequência de rotação do espelho,  $\phi_f(t) = 2\pi\nu t$ ; do ângulo de “cant”  $\theta_C$  do espelho plano e do ângulo  $\theta_I$  que o raio incidente faz com o eixo de rotação do espelho plano. Em qualquer instante, a normal ao espelho plano é determinada por  $\phi_f(t)$  e por  $\theta_C$ , enquanto que o raio incidente é descrito pelo ângulo  $\theta_I$ . Na configuração adotada para o *BEAST*,  $\theta_I = 41,5^\circ$  e  $\theta_C = 2,5^\circ$ .

Vamos fazer uso da Figura 3.9 para obter a expressão da trajetória descrita pelo feixe das cornetas no céu (Staren 1999). Na parte (a) da referida figura, adotamos o eixo de rotação do espelho plano coincidente com a vertical,  $\omega \equiv z$ , e o raio incidente contido no plano  $xz$ . Então, o versor unitário ao longo da direção do raio incidente será

$$\hat{i} = \text{sen } \theta_I \hat{x} - \text{cos } \theta_I \hat{z}. \quad 3.3$$

A normal ao espelho plano efetuará um movimento de precessão em torno do eixo de rotação do espelho,

$$\hat{n}_p(t) = \text{sen } \theta_c \cos \phi_f \hat{x} + \text{sen } \theta_c \text{sen } \phi_f \hat{y} + \cos \theta_c \hat{z}. \quad 3.4$$

Para obter uma fórmula para expressar o raio refletido pelo espelho plano,  $r(t)$ , é conveniente fazer uma rotação do sistema de eixos coordenados. Esta rotação é feita de modo que o centro de rotação do espelho plano esteja apontando para o zênite. O centro de rotação é definido como a direção que o raio refletido teria se  $\theta_c = 0$ . Os vetores no novo sistema de coordenadas estão representados na parte (b) da Figura 3.9 após uma rotação de um ângulo  $\theta_I$  no sentido horário. Nesse novo sistema de coordenadas o eixo de rotação, o versor unitário ao longo da direção do raio incidente e a normal ao espelho ficam expressos como:

$$\omega' = \cos \theta_I \hat{z}' - \text{sen } \theta_I \hat{x}', \quad 3.5$$

$$\hat{i}' = \text{sen}(2\theta_I) \hat{x}' - \cos(2\theta_I) \hat{z}', \quad 3.6$$

e

$$\begin{aligned} n'_f = & (\cos \theta_I \cos \phi_f \text{sen } \theta_c - \text{sen } \theta_I \cos \theta_c) \hat{x}' - \text{sen } \theta_I \text{sen } \theta_c \hat{y}' + \\ & + (\text{sen } \theta_I \cos \phi_f \text{sen } \theta_c + \cos \theta_I \cos \theta_c) \hat{z}'. \end{aligned} \quad 3.7$$

O raio refletido é obtido utilizando a lei da reflexão (e.g. Born e Wolf 1980):

$$r'(t) = \hat{i}'(t) - 2(\hat{i}'(t) \cdot n'_f) n'_f. \quad 3.8$$

Seguindo as definições acima, podemos expressar o raio refletido em termos dos ângulos polar e azimutal descritos pelo feixe no céu, quando o eixo de rotação do espelho plano estiver apontado para o zênite, como:

$$\cos(\theta_r) = \cos(2\theta_c) + 2\sin^2(\theta_l)\sin^2(\theta_c)\sin^2(\phi_f), \quad (3.9)$$

$$\operatorname{tg}(\phi_r) = \sin(\phi_f) \left[ \frac{\cos(\theta_c)\cos(\theta_l) - \sin(\theta_l)\sin(\theta_c)\sin(\phi_f)}{\cos(\theta_c)\cos(\phi_f) - (1/2)\sin(2\theta_l)\sin(\theta_c)\sin^2(\phi_f)} \right]. \quad (3.10)$$

A curva descrita pelas Equações 3.9 e 3.10 é aproximadamente uma elipse. O seu eixo maior pode ser determinado fazendo  $\phi_f = 0$  (ou  $\phi_f = \pi$ ) na Equação 3.9. O resultado proveniente dessa operação é  $\theta_r = 2\theta_c$ . Portanto, o eixo maior da elipse será de  $4\theta_c$ , ou  $10^\circ$  para o *BEAST*. O comprimento do eixo menor é obtido fazendo  $\phi_f = \pi/2$  (ou  $3\pi/2$ ) na Equação 3.10. Isso nos dá, no caso da corneta central, um eixo menor de aproximadamente  $8,3^\circ$  para o *BEAST*.

As Equações 3.9 e 3.10 são válidas apenas quando o eixo de rotação está apontando para o zênite. Portanto, a trajetória do feixe, que está centrada em qualquer localização do céu, pode ser reconstituída através de uma rotação do sistema de coordenadas. Seguindo essa idéia, foi desenvolvido um algoritmo que nos permite reconstruir o apontamento do telescópio *BEAST*. Cada rotação do espelho plano é dividida em 250 setores (setor ( $k$ ) está centrado em  $\phi_f = 2\pi(k - k_0)/250$ , sendo  $k_0$  o setor 0) Para 250 valores de  $t$ , tanto  $\theta_r(t)$  quanto  $\phi_r(t)$  de cada setor são calculados. A reconstrução do apontamento determina a localização na esfera celeste de cada setor em função do tempo.

### Trajetórias descritas pelas cornetas do BEAST

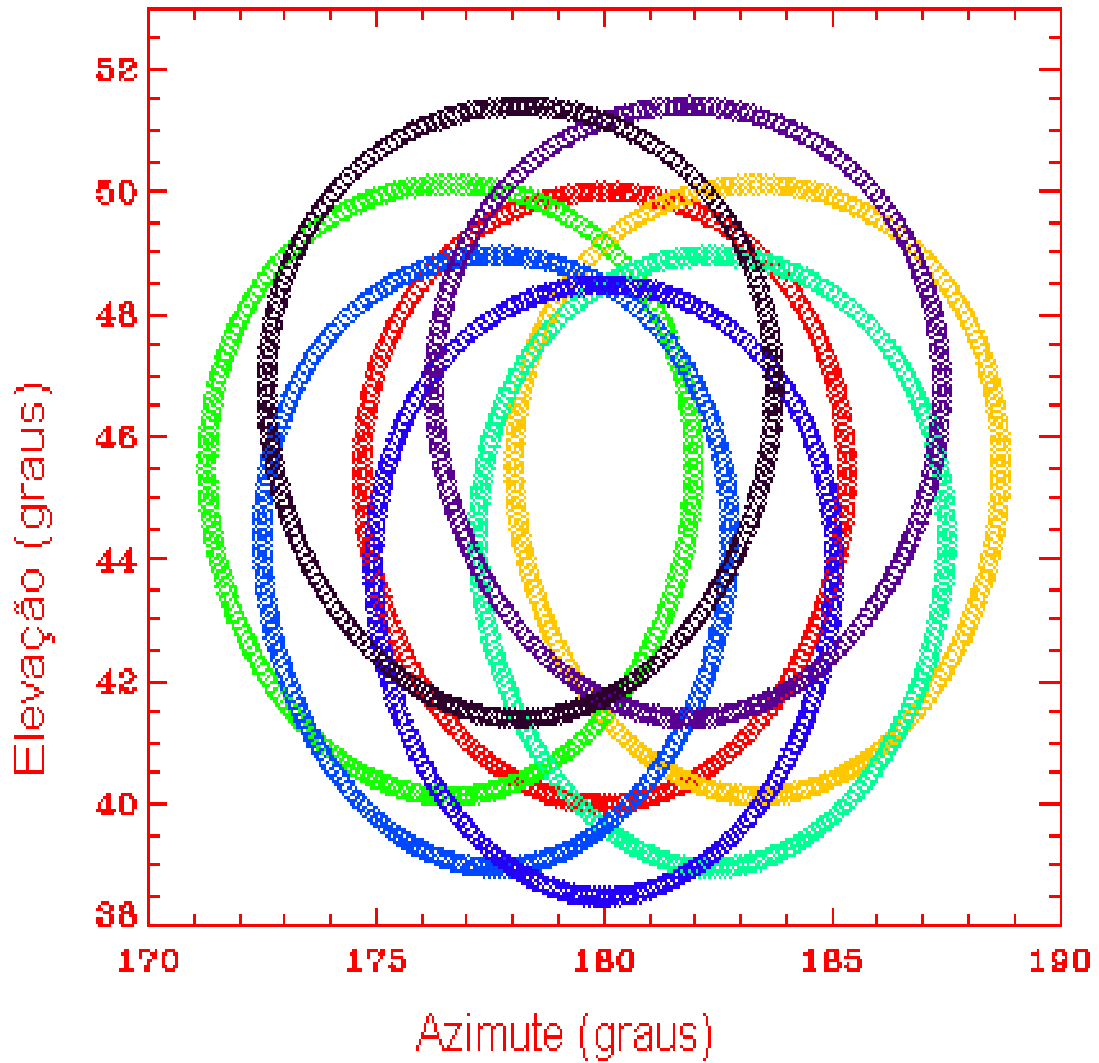


Figura 3.7- Trajetórias descritas pelas cornetas do experimento *BEAST* no céu, mantendo-se constante a elevação e o azimute do telescópio.

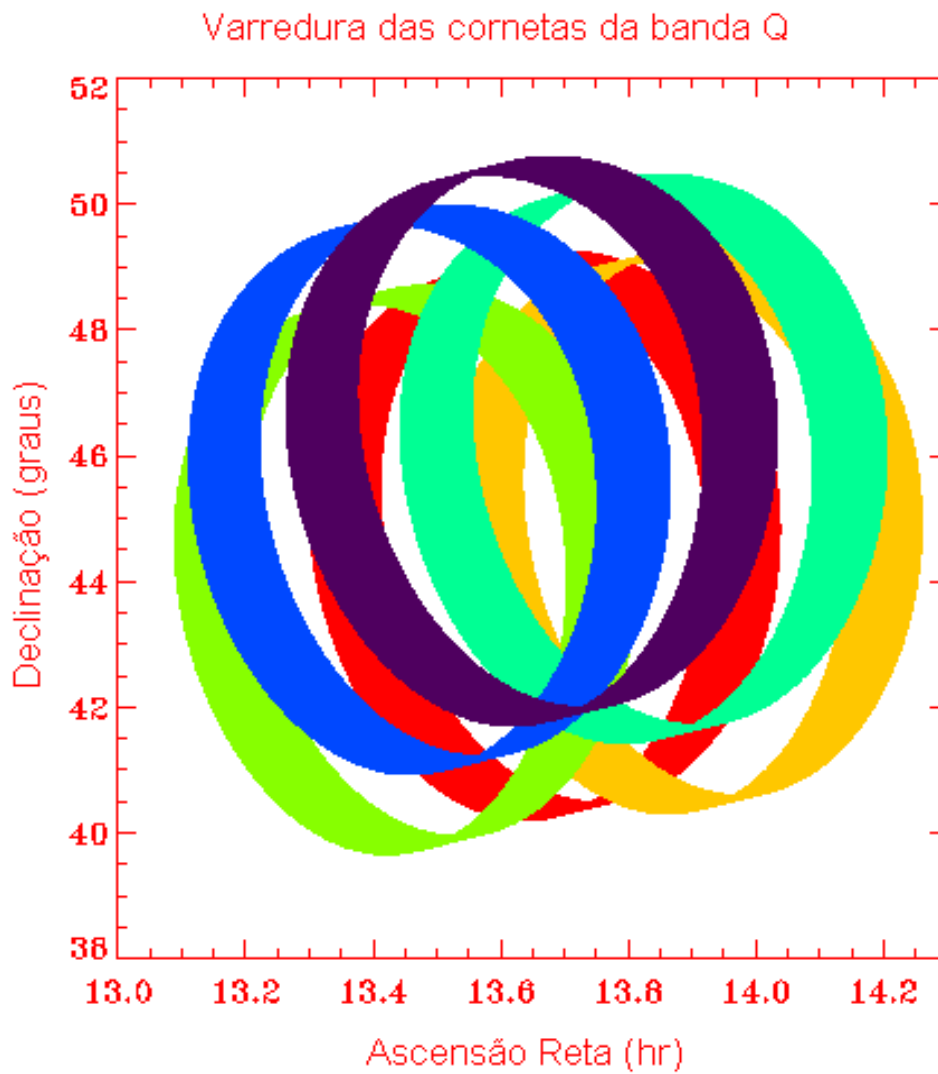


Figura 3.8- Varredura das cornetas no céu formada pela composição dos movimentos de rotação do espelho plano e de varredura em azimute de  $\pm 1,5^\circ$  do telescópio para as seis cornetas da banda Q.



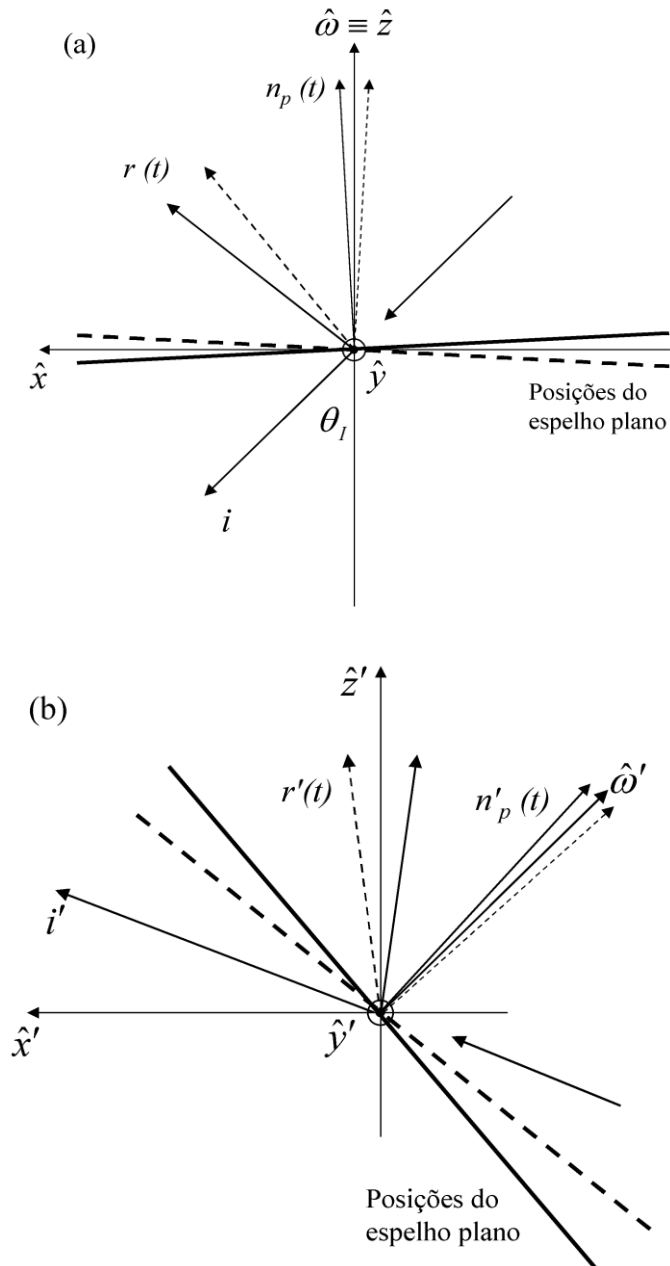


Figura 3.9 - Esquema ilustrando a reflexão do raio incidente na configuração óptica adotada para *BEAST*. Na parte (a) o eixo de rotação é coincidente com a vertical. Na parte (b) o raio refletido é coincidente com a vertical no caso em que  $\theta_c = 0$ . Em ambas as figuras estão mostrados duas posições do espelho plano, para  $\phi_f(t) = 0$  (linha sólida) e  $\phi_f(t) = \pi$  (linha tracejada). Também estão representados os raios incidentes,  $\mathbf{i}$ , e refletidos,  $\mathbf{r}$ , as normais aos espelhos planos,  $\mathbf{n}_f$ , e o eixo de rotação do espelho plano,  $\omega$ .

A varredura descrita acima foi utilizada primeiramente pelo experimento *HACME* em 1996 (Staren et al. 2000; Tegmark et al. 2000). O *HACME*, a exemplo do *BEAST*, é um telescópio gregoriano não-axial com um espelho plano de 120 cm de diâmetro e que operou utilizando apenas uma corneta. A inclinação da normal ao espelho plano em relação ao eixo de rotação do telescópio também foi de  $2,5^\circ$ . A técnica de varredura do céu fazendo uso do espelho plano giratório e, portanto, a reconstrução do apontamento descrito pelas equações 3.9 e 3.10 apresentou resultados coerentes quando da análise dos dados desse experimento. Esse bom desempenho apresentado foi o responsável pela construção e operação do experimento *BEAST*, cujos dados serão apresentados no Capítulo 5.

## 4 SIMULAÇÕES

Experimentos para medir anisotropias da *RCFM*, como o *BEAST*, são sistemas bastante complexos. Eles são constituídos de vários subsistemas que tratam de aspectos diferentes e específicos de uma determinada missão, como, por exemplo, o sistema de resfriamento dos detectores, o sistema óptico do telescópio, a telemetria, o sistema de coleta e armazenamento das informações dos detectores (sistema de aquisição de dados) e o sistema de apontamento e de estabilização de atitude do telescópio. Isso faz com que a extração de informações dos dados provenientes desses experimentos seja uma tarefa bastante árdua.

Neste capítulo é descrito o programa que foi desenvolvido para simular as missões tanto em solo quanto a bordo de balão que foram ou serão realizadas pelo experimento *BEAST*. A idéia de simular as missões, como a proposta para esse experimento, é essencial para que se possa otimizar a forma de observação e testar estratégias que garantam um máximo de sensibilidade em função do tempo gasto na missão. As simulações são também importantes para que se possa prever o comportamento do instrumento durante as missões observacionais. O tempo de observação e as diversas cornetas e frequências de observação do experimento *BEAST* implicam em conjuntos de dados de várias centenas de GBytes. O desenvolvimento de técnicas específicas para tratá-los é um dos problemas mais interessantes e complexos surgidos na concepção de missões desse tipo, de forma que as simulações permitem otimizar o processo de redução e análise desses dados.

### 4.1 O Simulador de Missões de Observação do *BEAST*

O simulador de missões desenvolvido para o *BEAST* é um código escrito em Fortran 90 que permite testar várias configurações do experimento para uma determinada missão. Ele utiliza como parâmetros de entrada, entre outros, uma trajetória de missões para o caso de observações a bordo de balões estratosféricos (obtida da National Scientific

Balloon Facility – *NSBF/EUA*), parâmetros da óptica, parâmetros de ruído da eletrônica (branco e  $1/f$ ), parâmetros da estratégia de observação e o número de cornetas a ser utilizado na missão. Além disso, ele ainda permite estimar as contribuições devidas à emissão Galáctica, atmosférica, flutuações intrínsecas à *RCFM* e da emissão térmica do espelho plano. A Tabela 4.1 é um exemplo de arquivo com os parâmetros de entrada utilizados em uma simulação na qual está sendo calculada a contribuição Galáctica. As opções FALSE e TRUE que aparecem na tabela significam, respectivamente, se as referidas contribuições serão ou não calculadas na simulação que está sendo considerada.

Com os dados de mostrados na Tabela 4.1 acima é possível calcular a posição do Sol, da Lua e dos planetas, simular diferentes tipos de varreduras (se será anti-Sol ou "target-locked") e reproduzir o que o experimento mediria, utilizando um "céu simulado" criado a partir de contribuições da *RCFM*, da emissão Galáctica, ruídos branco e  $1/f$ , das contribuições atmosférica e da emissão térmica do espelho plano. A modificação dos parâmetros de entrada permite considerar diferentes condições iniciais e cenários para uma determinada missão.

Tabela 4.1 - Parâmetros de entrada para o programa de simulação

1! nhorns (integer): # of horns used in a given run
1 ! start horn
1! end horn
90. , 88.427 , 91.573 , 91.154 , 88.846 , 90. , 89.183 , 90.817! phi horns(8) - horn azimuth angle
149., 149.173, 149.173, 147.985, 147.985, 147.482, 150.412, 150.412! thetahorns(8) - horn polar angle.
0.! phie
0.! thetai
2.17! thetan
0.! phi0
90.! ra0 - aleo = 152.05; gum = 230.175; Polaris =
90.! dec0 - aleo = 11.983; gum = 71.85; Polaris =
73.! az0 - Fixed azimuth scan mode, used for BOOST
90.! el0 - fixed elev. scan mode used for BOOST
7000! atmnorm - vertical atmosphere in mK
120.! emnorm - e=5x10 <sup>-4</sup> @ 40GHz, 7x10 <sup>-4</sup> @ 90 GHz
0.65! whitenoise (miliK)
110.! fknee
2.! spinrate - spins per second
10.! pixel size - arc minutes per pixel
0.! throw (real, in degrees): 10 deg. is for GUM, 60 is for Antartica, 10 for BEAST99
0.35! scanspeed (real, degrees per second): 0.111111 for GUM, 0.25 for Antartica, 0.083 for BEAST99
3! scanmode (integer): 1 for anti-Sun, 0 for tracking ra-dec, 2 for fixed az-el.
250! N_SECTORS (integer): this is a fixed number
.FALSE.! fnoise (logical): if true, compute 1/f + white noise
.FALSE. ! histogram (logical): if true, compute a histogram map, a temperature sky map otherwise
.FALSE. ! TOD (logical): if true, writes out a time ordered data set
.TRUE. ! tgal (logical): if true, include galaxy map
.FALSE.! tcdm (logical): if true, include CDM map
.FALSE.! tdip (logical): if true, include dipole contribution
.FALSE! tpol (logical): if true, include termical contribution\
.FALSE.! tatm (logical): if true, include atmosphere contribution
' WM simulations - GALAXY 41 GHz'! character*80, region to be scanned

O mapa de flutuações da *RCFM* utilizado como entrada é produzido a partir de um programa escrito por Mucciacia et al. (1997). Ele utiliza como padrão o modelo de matéria escura fria padrão (CDM), mas vários outros casos podem ser considerados modificando-se alguns dos parâmetros de entrada do programa. Os mapas de emissão Galáctica utilizados são uma combinação de levantamentos de emissão síncrotron, Bremsstrahlung e poeira, supondo-se um comportamento do tipo lei de potência e

utilizando-se o índice espectral correspondente a cada processo (cf. Capítulo 2). A contribuição atmosférica é calculada em função da frequência de observação e considera diversas possibilidades de linhas de emissão. O modelo utilizado permite calcular a emissão para diversas altitudes e incluir diferentes linhas de emissão atmosféricas (cf. Capítulo 2). Os ruídos branco e do tipo  $1/f$  são causados, principalmente, pela estratégia de varredura ( $1/f$ ) e pelo próprio ruído térmico dos detectores (branco). O espectro de potência do ruído branco é construído a partir de um gerador de número aleatórios gaussiano com média zero e desvio padrão igual a um. O espectro de potência do ruído  $1/f$  é construído aplicando uma transformada rápida de Fourier (FFT) ao espectro de potência do ruído branco. Na Figura 4.1 estão mostradas as intensidades individuais desses ruídos, como também a intensidade resultante da adição dessas duas contribuições. A contribuição referente à emissão térmica da radiação incidente sobre o espelho plano é estimada a partir do cálculo das componentes paralela e perpendicular da emissividade do espelho, proporcional ao campo elétrico da frente de onda incidente (cf. Seção 5.2).

Uma das possíveis saídas do simulador são mapas de cobertura do céu (histogramas) que mostram quantas vezes uma determinada região do céu é observada durante o período de vôo. Esses mapas são necessários para se determinar o tempo que um determinado pixel é observado e, com isso, estimar a sensibilidade que uma determinada configuração do experimento, combinada com uma determinada estratégia de observação, pode atingir. O resultado das simulações é uma série temporal (de várias centenas de Mbytes por corneta para uma missão de algumas horas) e/ou um mapa bidimensional, em que a correlação entre os pixels não é levada em conta. A Figura 4.2 mostra um desses mapas para as componentes individuais e uma combinação, fora de escala de temperatura, de todos os componentes num vôo de 7 dias simulado para a região ártica.

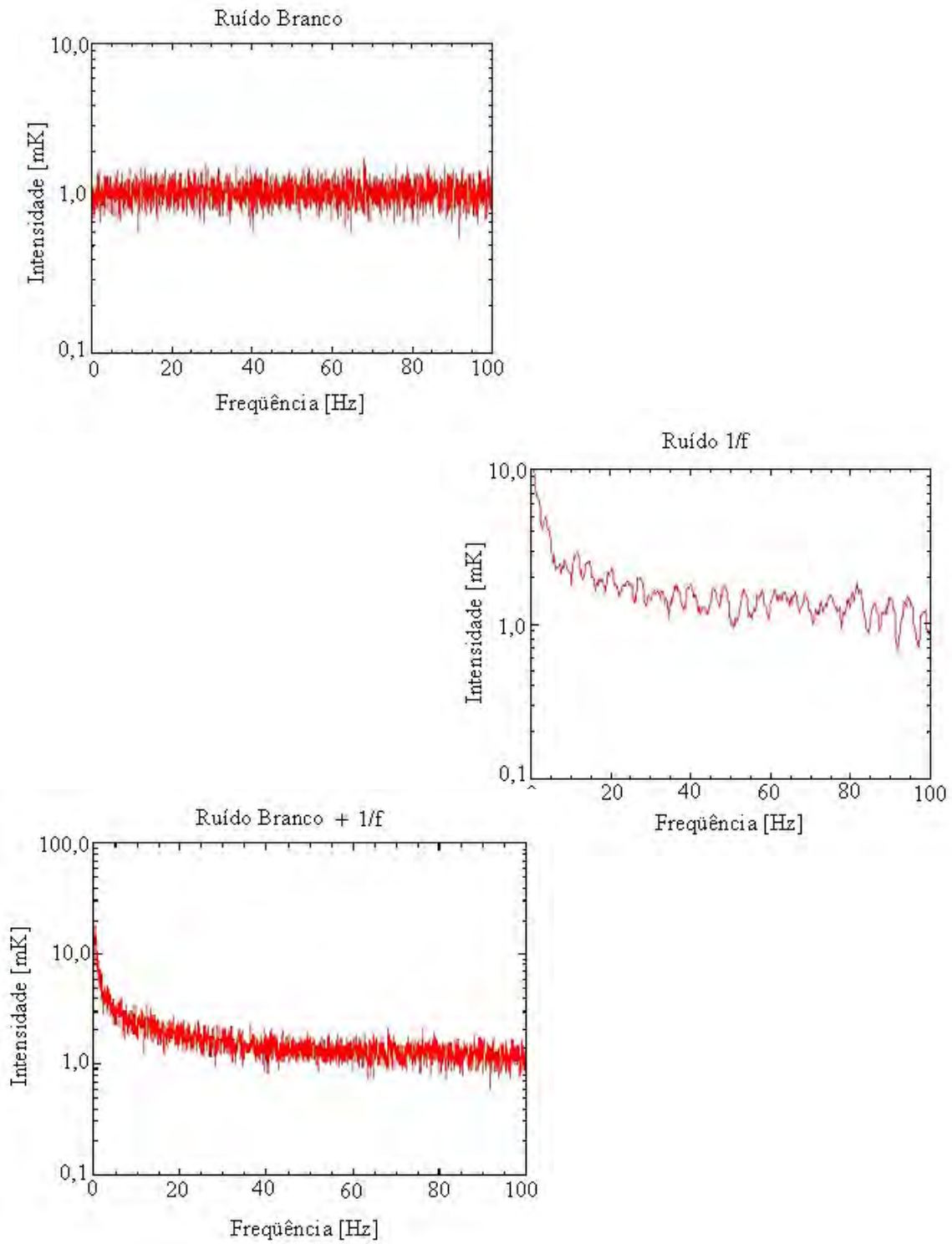


Figura 4.1- Ruídos branco e 1/f. No último gráfico da figura está mostrado a intensidade combinada dos dois ruídos.

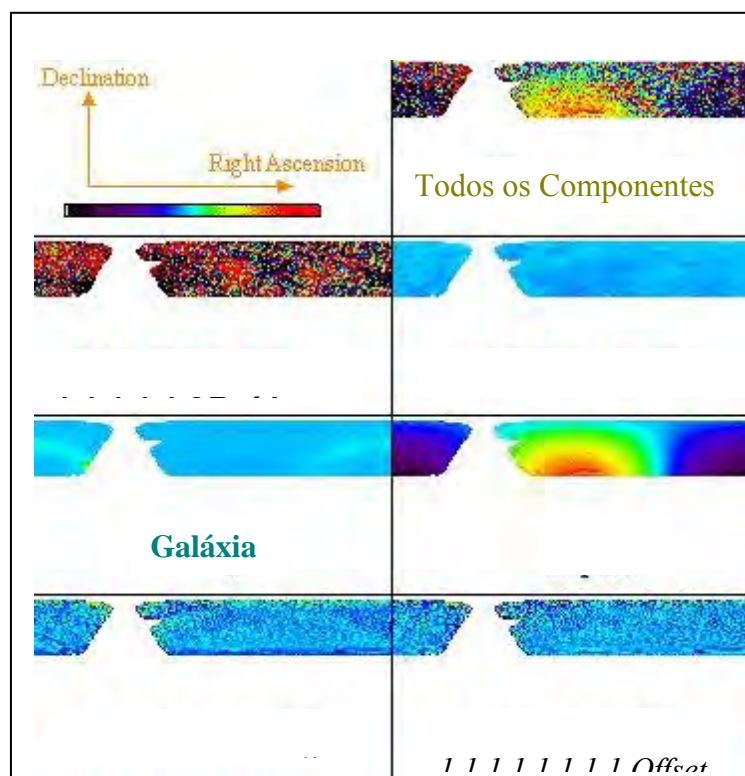


Figura 4.2- Componentes isoladas do simulador, para uma simulação de vôo de 7 horas no Ártico (cf. Seção 4.3). As orientações em ascensão reta e declinação serão as mesmas de agora em diante.



## 4.2 Simulações de Estratégias de Observações

Foram simuladas missões a bordo de balão de longa e ultralonga duração, respectivamente chamadas de “Long Duration Ballooning” (LDB) e “Ultra Long Duration Ballooning” (ULDB), modificando-se parâmetros tais como extensão da região observada e velocidade da varredura, níveis de ruído, estratégias de observação, etc. No caso de vôos do tipo LDB e ULDB, a estratégia de observação mais adequada é do tipo “anti-Sol”, com varreduras em azimute com amplitude de cerca de  $\pm 60^\circ$ . Essa varredura permite a cobertura de uma grande região do céu de maneira mais uniforme, mesmo que o tempo de cobertura por pixel seja menor, permitindo reconstruir as observações no céu de maneira mais precisa e obtendo-se, assim, uma matriz de covariância aproximadamente simétrica. Isso permite reconstruir as interconexões possíveis entre pixels vizinhos, cruciais para que seja possível conservar as informações contidas na série temporal, com cerca de  $10^{10}$ - $10^{11}$  pontos, durante o processo de produção dos mapas, com cerca de  $10^6$ - $10^7$  pixels (Knox 1996; Wright 1996; Tegmark 1997).

Na versão de duração normal ( $\approx 24$  horas de vôo) a forma de observação escolhida foi do tipo “target-locked”, em que o telescópio aponta para uma determinada região do céu que apresente um baixo nível de ruído (estimado através da análise da contribuição da emissão Galáctica na região), de modo a maximizar o tempo de observação por pixel e melhorar a sensibilidade. Nesse caso, varreduras curtas ( $\sim 10^\circ$ ) sobre a região são mais efetivas, pois cobrem uma pequena região do céu por mais tempo, diminuindo os erros estatísticos associados às medidas. Um objeto de referência (geralmente uma estrela brilhante) é escolhido de modo a ficar sempre no campo de visada do sensor estelar que permite determina a atitude do telescópio.

A Figura 4.3 mostra uma série de mapas resultantes de simulações de um dia de observação para diferentes estratégias de varreduras (“anti-Sol”, “target-locked”, “elevação fixa” e “latitude e longitude fixas”). Uma varredura maior é capaz de observar uma região maior no céu (faixa de varredura em azimute). As diferentes

formas de observação descrevem estratégias de observação que varrem uma determinada região do céu, regiões 180° distantes do Sol ou simplesmente deixam o telescópio fixo apontando para uma certa região do céu, fazendo medidas de diferentes regiões em função da rotação aparente do céu.

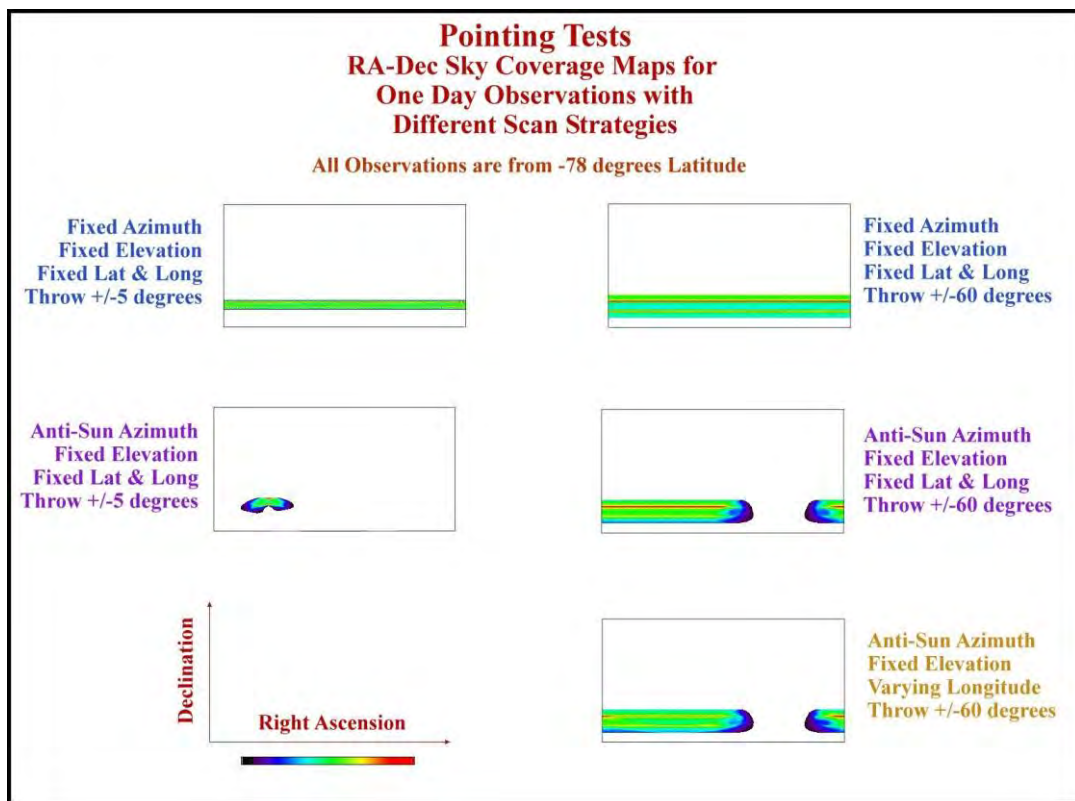


Figura 4.3- Diversos testes de apontamento feitos durante a implementação das estratégias de varreduras no simulador de missões. As várias alternativas consideradas são mostradas na figura.

### 4.3 Missões Simuladas a Bordo de Balão

Um dos objetivos da simulação de uma determinada missão é determinar qual região do céu observada pelo experimento será considerada na hora da análise dos dados. Isso é particularmente importante quando está sendo realizado um voo do tipo *LDB*. Com grandes áreas cobertas nesse tipo de voo, o Plano Galáctico estará no campo de visada pelo menos uma vez a cada 24 horas. Durante o verão, a escolha da região é limitada porque o telescópio deve evitar o Sol, que está quase sempre, se não sempre, acima do horizonte nas localidades nas quais esse tipo de voo é realizado: MacMurdo, Antártica (78° S) e Lynn Lake, Alaska (67° N). A estratégia de observação adotada para esses voos, como mencionado na Seção 4.2, é do tipo “anti-Sol”. Aqui, o azimute do centro da varredura é apontado para uma região que dista 180° em azimute do Sol durante toda a missão. As simulações descritas abaixo demonstram os efeitos ocasionados por uma varredura tipo “anti-Sol” para observações do Plano Galáctico.

Três missões do tipo *LDB* foram simuladas para esse trabalho: dois voos circumpolares na Antártica e um no Alaska. Essas simulações são particularmente importantes porque permitem prever o comportamento do *BEAST* em missões como as realizadas, por exemplo, pelo BOOMERanG (de Bernardis et al. 2000) na Antártica. Na Tabela 4.2 são apresentadas algumas informações das simulações realizadas desses voos.

Tabela 4.2 – Dados das simulações do beast para um vôo do tipo LDB

<b>Missão</b>	<b>Duração do Vôo (dias)</b>	<b>Varredura (graus)</b>	<b>Área coberta (graus quadrados)</b>	<b>Ruído branco (<math>\mu\text{K}/6</math> cornetas/ pixel de 10')</b>
Antártica I	12	$\pm 60$	$\approx 5300$	53
Antártica II	15	$\pm 45$	$\approx 4070$	41
Alaska	7	$\pm 60$	$\approx 8500$	87

As trajetórias consideradas para essas simulações foram obtidas de vôos reais da *NSBF* em diversas épocas na Antártica e no Ártico. Essas simulações foram realizadas com apenas seis cornetas de mesma sensibilidade. Na Figura 4.4 são mostradas a emissão Galáctica em diferentes frequências e as regiões cobertas pelas simulações Antártica I e Alaska. Nessa figura pode-se notar as regiões da varredura que passam pelo Plano da Galáxia. Na Figura 4.5 é mostrada a área remanescente após a remoção das áreas nas quais a emissão Galáctica excede um valor crítico (“cut-off”). Os “foregrounds” Galácticos são menos intensos na frequência de 90 GHz. Isso significa que, para um determinado “cut-off”, mais área estará disponível para observação em 90 GHz do que nas outras frequências. Na Figura 4.6 é mostrada a área coberta em função da sensibilidade para “cut-offs” em 50, 75 e 100  $\mu\text{K}$ . Pode-se notar da Figura 4.6 que para um “cut-off” em 50  $\mu\text{K}$ , aproximadamente 40% da área observada devem ser desconsiderados no momento da análise dos dados e 20% se o “cut-off” for em 100  $\mu\text{K}$ . A aplicação dos “cut-offs” não permite uma remoção mais efetiva das regiões mais bem amostradas das menos amostradas. Por isso, as curvas mostradas na Figura 4.6 apresentam formas quase escalonadas uma das outras.

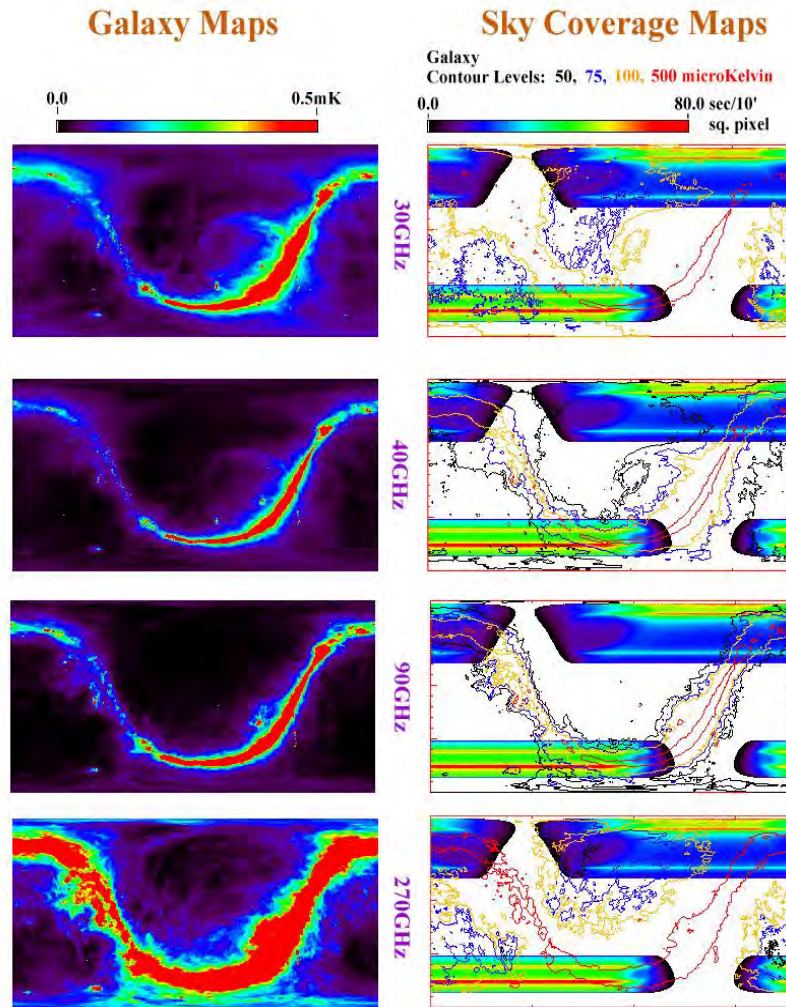


Figura 4.4- Os mapas à esquerda são de emissão Galáctica para diferentes frequências (30, 40, 90 e 270 GHz). Os mapas da direita apresentam a superposição das áreas de varredura cobertas nas simulações e os mapas Galácticos. As linhas de contorno mostram as regiões de maior e menor intensidades cobertas durante as missões.

Das Figuras 4.5 e 4.6 pode-se notar que a área coberta por um experimento que esteja utilizando uma varredura anti-Sol é determinada principalmente pelo tamanho da própria varredura e da latitude da gôndola, e não pelo tempo de observação. Observações realizadas no Alaska cobrem regiões do céu maiores do que se fossem realizadas na Antártica. Também, para duas observações realizadas na Antártica com a mesma latitude, a varredura mais curta cobrirá uma menor área, independentemente de quanto maior for o tempo de observação. portanto, sensibilidades maiores requerem ângulos de varredura pequenos, especialmente se o experimento for realizado em baixas latitudes.

Os mapas das simulações das missões realizadas no Alaska e na Antártica (I) estão representados na Figura 4.7. Para comparação entre esses vôos, foi feita a normalização dessas simulações para o mesmo tempo de observação (7 dias) e o resultado também está representado na referida figura. Em média, obteve-se entre 500 a 700 segundos por grau quadrado com essa varredura adotada. As Figuras 4.8a e 4.8b mostram, respectivamente, a área por “patch” do céu e a área total cobertas em função do tempo por grau quadrado. Essa região é uma das mais limpas do céu, em termos de emissão Galáctica, como se pode ver olhando-se as linhas de contorno dos mapas à direita na Figura 4.4.

Infelizmente não é possível evitar o Plano da Galáxia nas observações do tipo LDB que utilizem varreduras do tipo anti-Sol. Isso se deve ao fato de que no verão (meses de janeiro (Antártica) e julho (Alaska)) o Sol está muito próximo ao Plano Galáctico. Uma varredura do tipo “target-locked” é uma maneira de evitar o Plano Galáctico. Entretanto, a área coberta no céu pelo experimento nesse caso é muito pequena.

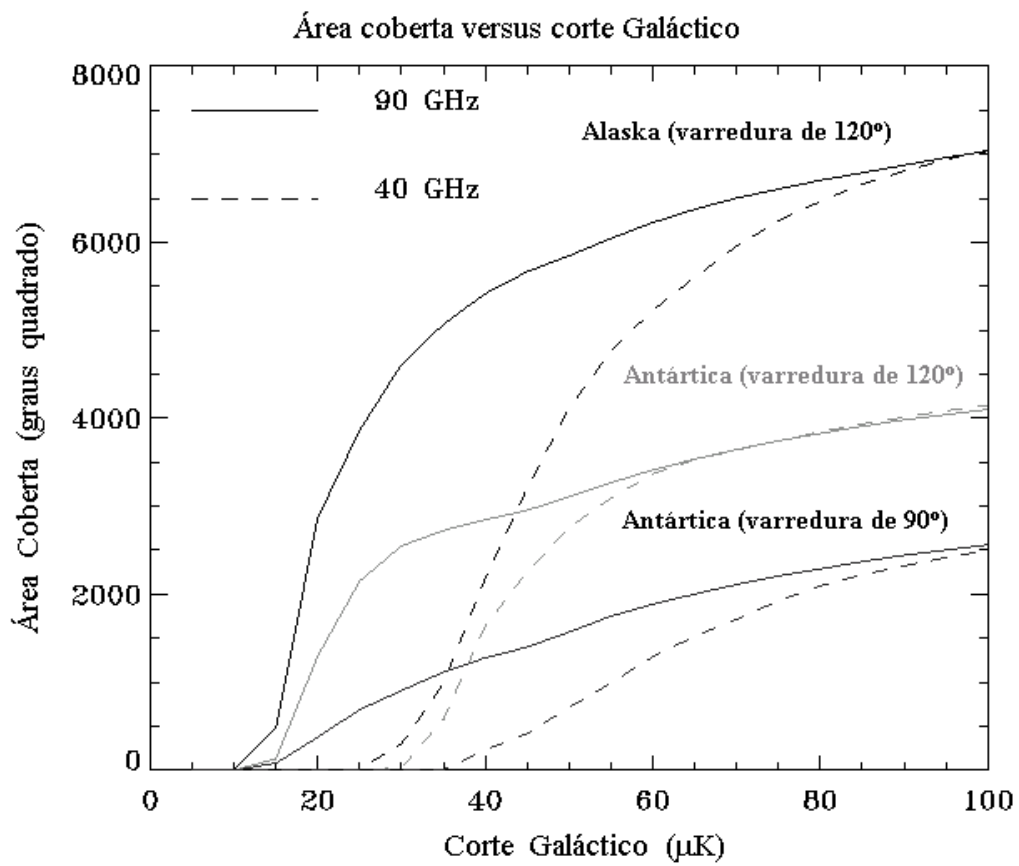


Figura 4.5- Área remanescente das regiões simuladas após o corte Galáctico para as frequências de 40 e 90 GHz.

### Área coberta do céu em função da sensibilidade

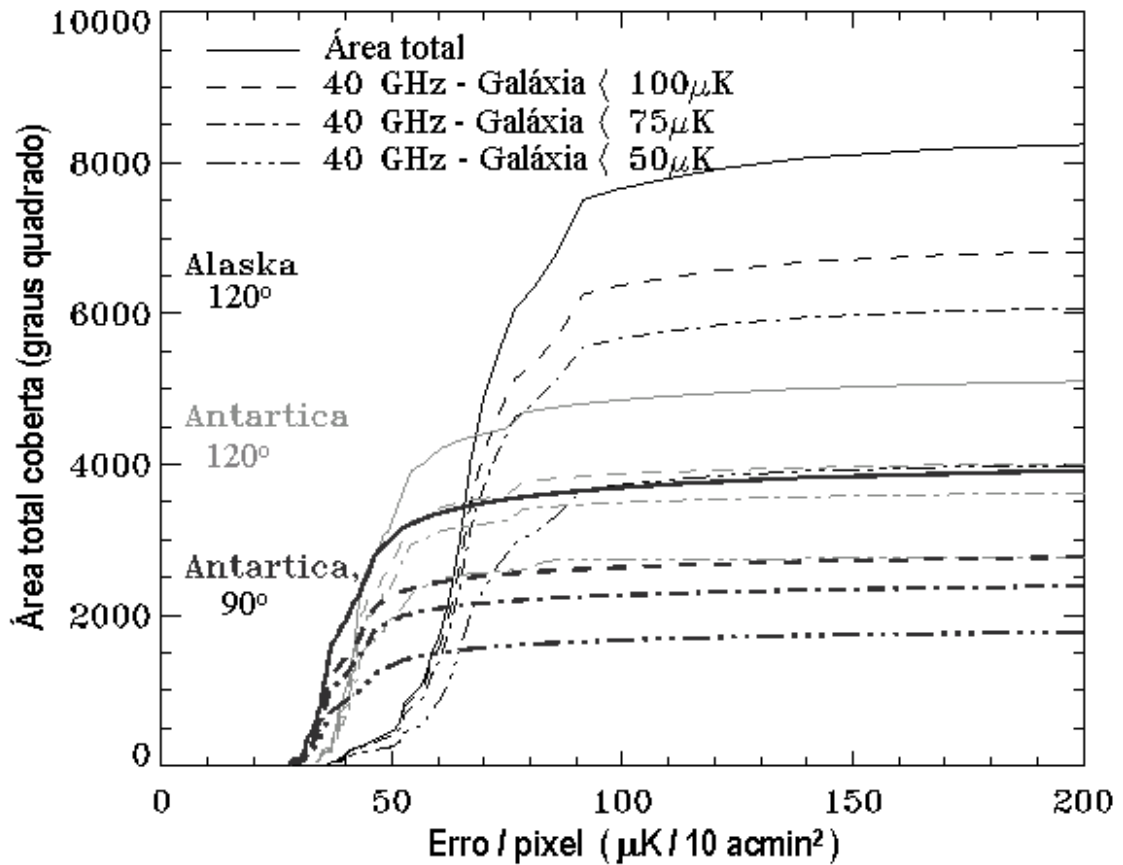


Figura 4.6 - Área total coberta em função da sensibilidade, com diferentes sensibilidades para diferentes cortes no Plano Galáctico. Foram consideradas apenas seis cornetas com uma sensibilidade de  $300 \mu\text{K} \sqrt{s}$ .



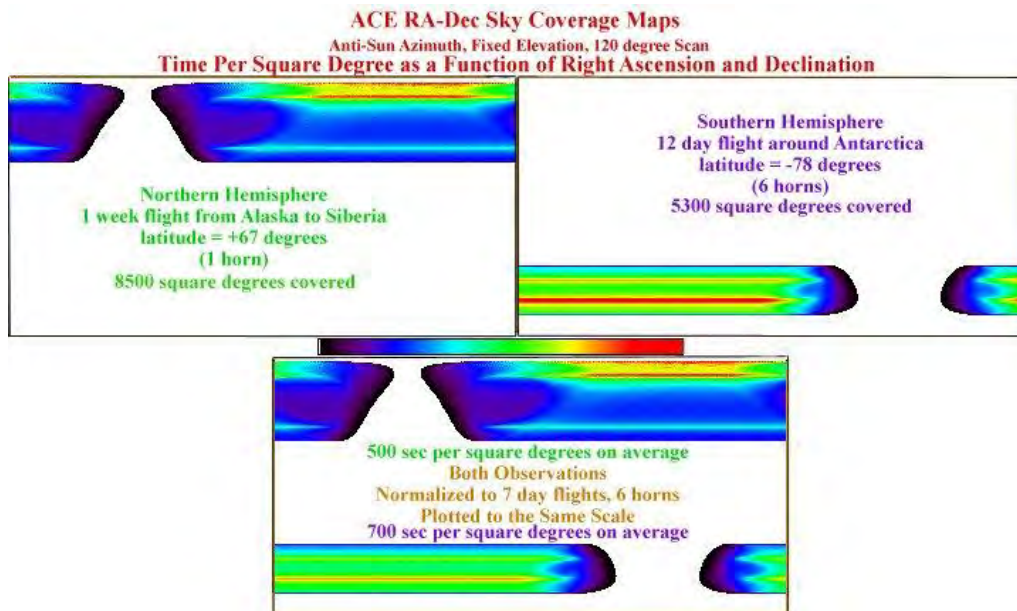


Figura 4.7- Mapas das simulações para as missões realizadas no Alaska (mapa superior à esquerda) e na Antártica (mapa superior à direita). O mapa normalizado encontra-se na parte inferior. Na simulação do Alaska a sensibilidade total apresentada na figura combinada foi multiplicada por seis.

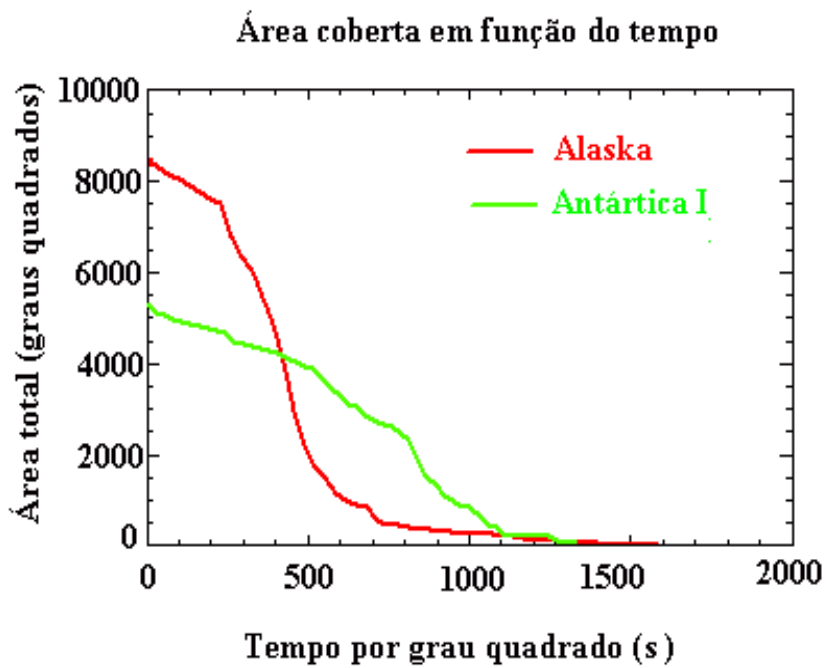
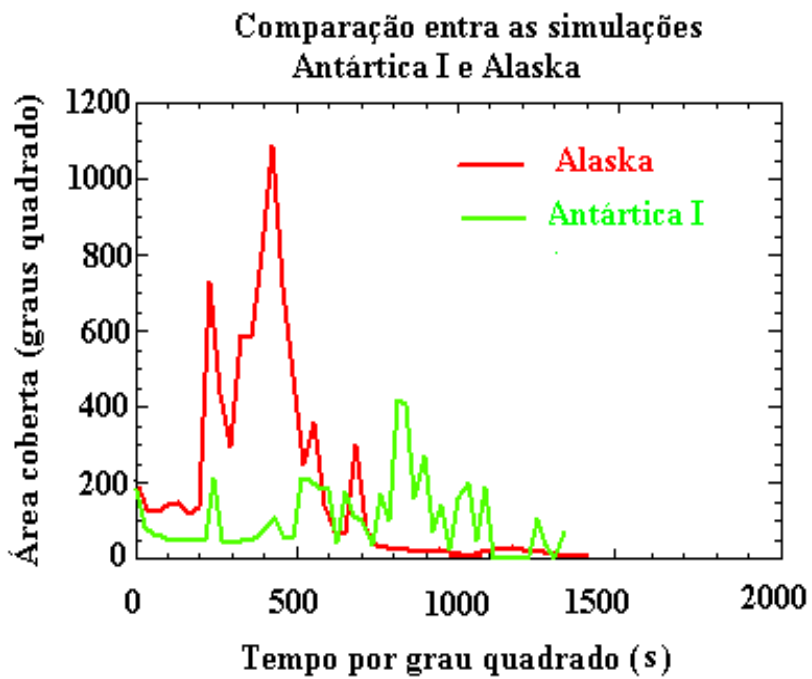


Figura 4.8- a) Área (por “patch” do céu) coberta em função do tempo e  
b) área total (integrada) coberta no céu em função do tempo por grau quadrado.

#### 4.4 Simulações para White Mountain

Na seção anterior apresentamos os resultados de algumas simulações de possíveis missões que o experimento *BEAST* poderá vir a realizar. Nesta seção serão apresentados os resultados provenientes da simulação da missão real que o telescópio está executando no momento. Essa missão está descrita na Seção 5.6.

A estratégia de varredura simulada é composta pelo movimento de rotação do espelho plano associado ao movimento de rotação aparente do céu. O telescópio estava apontando para zênite na localidade de White Mountain Research Station (USA). A missão simulada teve duração de 15 horas tendo-se iniciado em 0<sup>h</sup> UT. Na simulação foi considerada apenas a corneta central (banda Q), sendo que a Figura 4.9 mostra uma representação gráfica da área coberta no céu pelo experimento na projeção Aitoff.

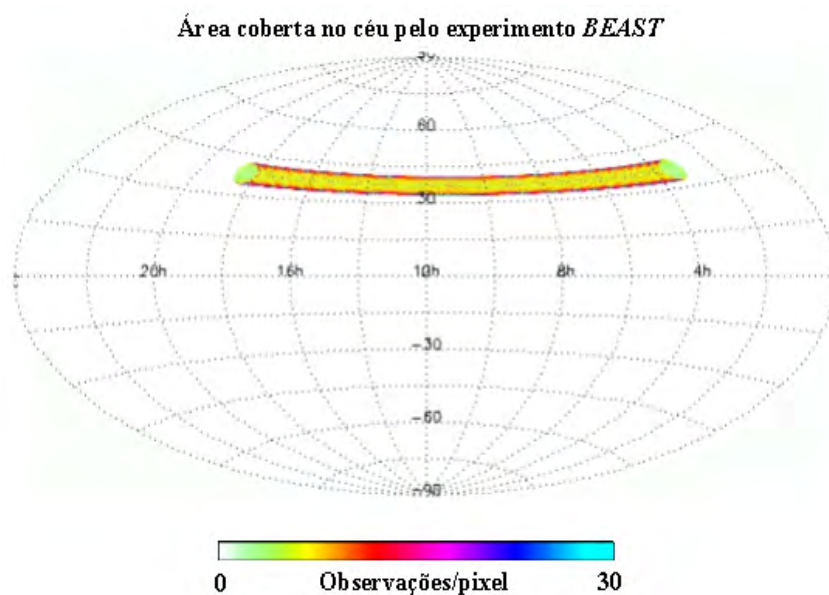


Figura 4.9- Simulação da área coberta no céu pelo experimento *BEAST* na projeção Aitoff. A estratégia de observação adotada foi composta pelo movimento giratório do espelho plano com a rotação aparente do céu. O telescópio estava apontando para o zênite e a missão durou 15 horas.

Para que seja possível fazer uso desse simulador como um guia de auxílio para o processo de redução e análise de dados é necessário que se possa: (a) estimar as intensidades individuais de todos os possíveis sinais que o instrumento irá medir; (b) verificar como o instrumento irá se comportar durante a aquisição de dados; (c) verificar quais regiões da varredura feita pelo instrumento no céu estão contaminadas pela presença da Galáxia.

A primeira tarefa realizada foi a de estimar a intensidade da emissão Galáctica medida pelo experimento e verificar qual o grau de contaminação desse sinal quando o instrumento observa o Plano da Galáxia. O resultado dessa tarefa pode ser visto quando é feita a comparação entre as Figuras 4.9 e 4.10. Na Figura 4.10 está mostrado o mapa, na projeção aitoff, da emissão Galáctica em 41 GHz construído conforme as Seções 2.3 e 4.1. Pode-se perceber que, tanto no início da observação quanto no fim, o campo de visada do instrumento cruza o Plano da Galáxia. Isso é útil quando da redução dos dados, descrita no próximo capítulo.

### Emissão Galáctica em 41 GHz

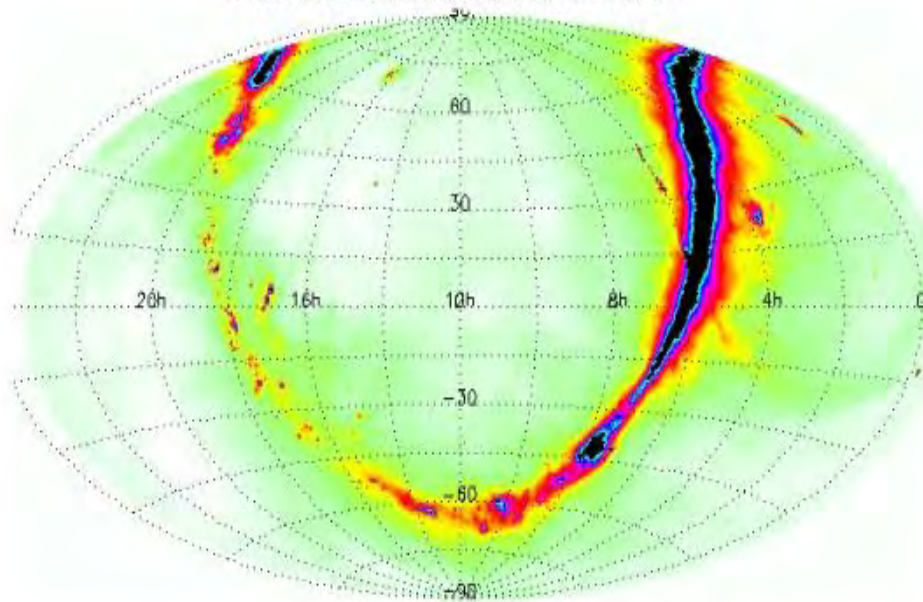


Figura 4.10 - Mapa combinado da emissão Galáctica (síncrotron, poeira e livre-livre) em 41 GHz, numa projeção Aitoff. Para evitar a saturação do mapa, a intensidade máxima desse mapa é de 0,5 mK.

Além disso, também foi feita uma estimativa das contribuições da emissão atmosférica e da combinação dos ruídos branco e  $1/f$ . Essas contribuições estão mostradas nas Figuras 4.11 e 4.12. A amplitude do ruído branco, o valor de  $f_{knee}$  e a temperatura da atmosfera no zênite utilizadas nas simulações estão mostrados na Tabela 4.1. Os mapas dessas contribuições estão mostrados nas referidas figuras numa projeção gnomônica.

Apesar de possibilitar uma estimativa das intensidades dos sinais que o instrumento irá medir, o simulador ainda não está pronto para ser usado de uma maneira que considerada ideal: que ele sirva como um “pipeline” de comparação para o processo de redução e análise dos dados reais. As intensidades calculadas pelo simulador são medidas de potência total. Assim que for implementada a técnica de medidas diferenciais, ele se transformará numa ferramenta de extrema valia no trabalho de redução e análise da grande quantidade de dados a ser obtida com as futuras missões observacionais dos experimentos *BEAST* e *ACE*.

atm.fits: SIGNAL

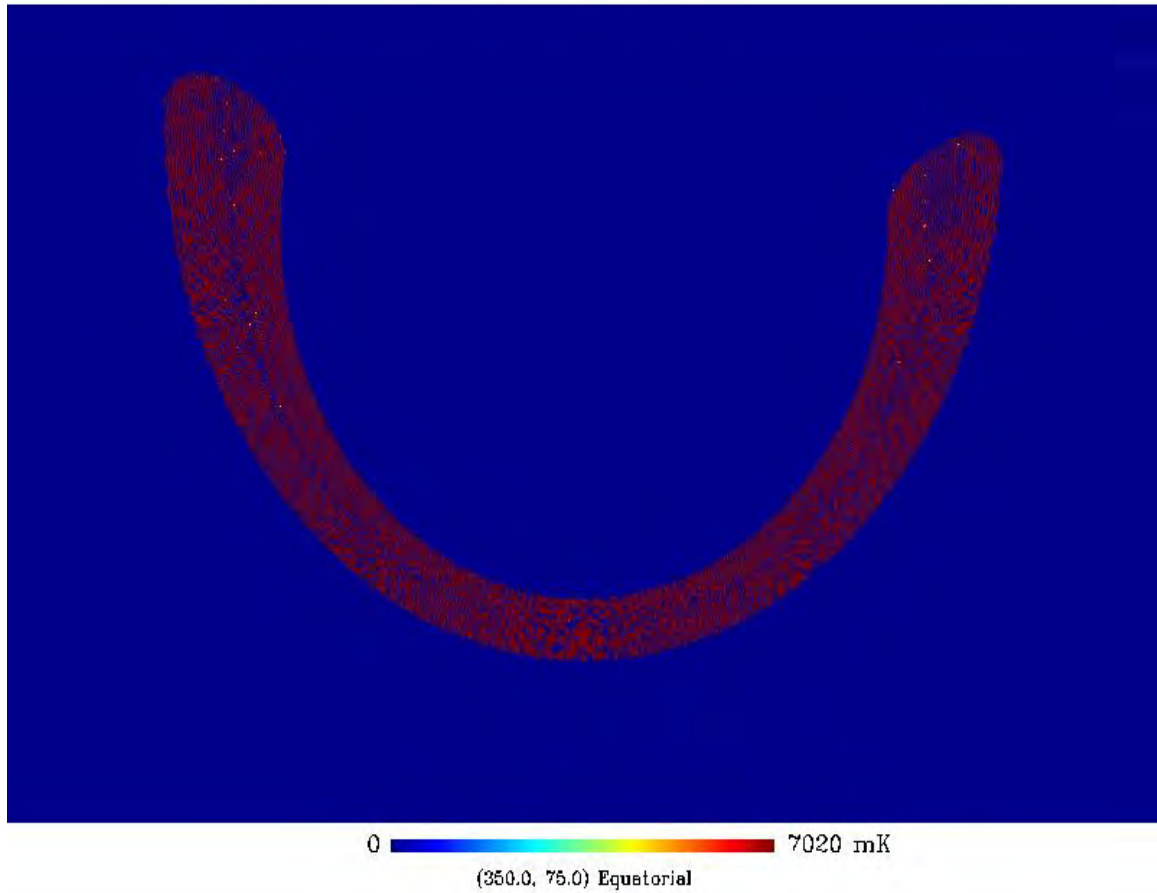


Figura 4.11-Mapa em coordenadas gnômicas da emissão atmosférica construído com o uso do simulador de missões do *BEAST*. No modelo adotado, a intensidade da emissão atmosférica depende do ângulo zenital. A simulação corresponde a uma campanha observacional de 15 horas de observação.

noise.fits: SIGNAL

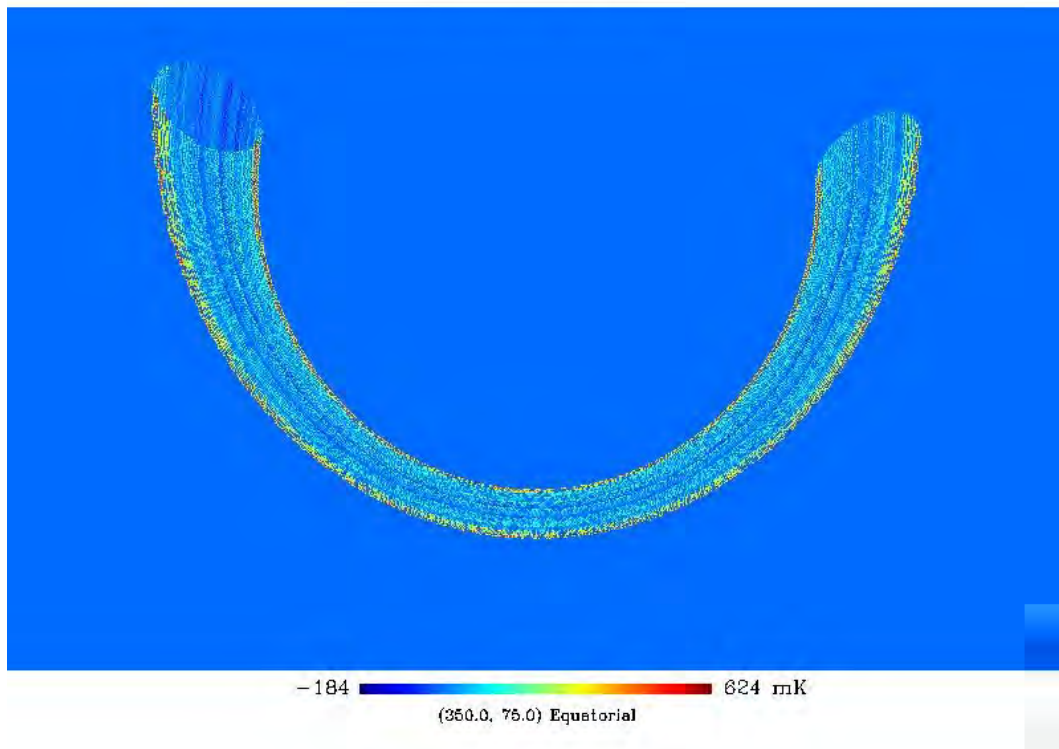


Figura 4.12 - Mapa em coordenadas gnômicas das intensidades dos ruídos branco e  $1/f$  construído com o uso do simulador de missões do *BEAST*. A simulação corresponde a uma campanha observacional de 15 horas de observação.



## 5 ANÁLISE DOS DADOS

Neste capítulo são apresentados os procedimentos adotados na análise e resultados dos dados obtidos pelo experimento *BEAST*. Esses dados são provenientes de duas campanhas observacionais. Na primeira, o instrumento operou no solo, em outubro de 1999, em Fort Sumner (*FS*), EUA, (altitude  $\approx 1200$  m, Lat. =  $34^{\circ} 28' 12''$  N e Long. =  $104^{\circ} 13' 12''$  W). Os dados da segunda foram obtidos a partir de julho de 2001 em White Mountain Research Station (*WM*) nas proximidades de Bishop, EUA (altitude  $\approx 3875$  m, Lat. =  $37^{\circ} 34' 58''$  N e Long. =  $118^{\circ} 14' 14''$  W).

### 5.1 Estratégia de Observação

Existem muitos fatores que devem ser considerados quando da escolha da estratégia de observação que será adotada por um experimento que busca medir anisotropias da *RCFM*. Muitos deles estão diretamente associados com a existência dos “foregrounds” discutidos no Capítulo 3. Para minimizar a contaminação atmosférica, as observações podem ser feitas em sítios terrestres secos e altos, que apresentem um perfil de atmosfera estável ao longo de várias horas de observação (tal como o Pólo Sul), ou por meio da utilização de balões e satélites, que operam, respectivamente, a cerca de 40 km de altitude e a várias centenas de km de altitude. Tanto nas observações a bordo de balão quanto nas realizadas no solo, deve-se observar regiões do céu em que ângulos de elevação do telescópio sejam relativamente grandes, a fim de minimizar a contribuição atmosférica. Para diminuir os erros sistemáticos devidos à contribuição atmosférica, deve-se manter constante o ângulo de elevação do telescópio. As observações a bordo de balão ainda estão sujeitas a mais uma limitação: o balão impede que o experimento faça observações em ângulos de elevação  $\geq 60^{\circ}$ .

Os objetos do Sistema Solar, como o Sol, a Lua e os planetas, podem ser evitados se forem feitas observações de regiões que se encontram fora do plano da eclíptica. A contribuição da Galáxia (emissões síncrotron, poeira e livre-livre) é minimizada com a escolha de regiões fora do Plano Galáctico. A escolha da região que vai ser observada é feita utilizando os mapas de Haslam em 408 MHz (síncrotron) e *IRAS* em 100  $\mu\text{m}$  (poeira). Infelizmente não existe um mapa completo do céu para a emissão livre-livre; entretanto existem evidências que sugerem que a intensidade desse “foreground” diminui com o aumento da latitude galáctica (Reynolds 1992). Por estarem distribuídas por todo o céu, as radiofontes extragalácticas são mais difíceis de serem evitadas. Como no caso da emissão galáctica, aqui também se faz uso de mapas para a identificação e posterior estimativa da emissão dessas fontes. O experimento *BEAST* permite várias estratégias de observação, sendo que as utilizadas em cada uma das campanhas observacionais, cujos dados são utilizados neste trabalho, estão descritas nas Seções 5.5 e 5.6. Na figura 5.1 está mostrado o *BEAST* em operação em WM.

## 5.2 Calibração do Instrumento

A confiabilidade das medidas obtidas por um experimento depende de muitos parâmetros. No caso do *BEAST*, um dos parâmetros mais importantes está relacionado com a estabilidade do ganho dos seus radiômetros. Por esse motivo, o ganho dos receptores é constantemente monitorado. Durante uma campanha observacional, dois tipos de calibrações são normalmente realizados. No primeiro, observa-se um objeto celeste de temperatura superficial conhecida, como, por exemplo, Vênus, Júpiter ou Lua. A partir da resposta do receptor ao sinal do objeto de temperatura conhecida, determinamos a constante de calibração. No segundo, calibrações relativas são feitas regularmente por meio da passagem de um corpo negro (Eccosorb) de temperatura conhecida na frente do feixe, entre o espelho primário e o secundário, durante o decorrer da observação. As calibrações relativas são simples e úteis para determinar o grau de estabilidade dos receptores que estão sendo utilizados.



Figura 5.1 - Gôndola do telescópio *BEAST* que se encontra em operação em WM.

A calibração de ganho dos receptores é obtida mediante a comparação das tensões de saída  $V_{amb}$  e  $V_{NL}$  referentes ao Eccosorb colocado a temperatura ambiente (amb) ou imerso em nitrogênio líquido (NL). Sendo  $T_{amb}$  e  $T_{NL}$  as temperaturas físicas correspondentes, estima-se o coeficiente de calibração do ganho dos receptores  $G$  (K/V) e a temperatura de ruído do sistema  $T_{sis}$  através da relação  $Y \equiv T_{amb}/T_{NL}$  (Evans e Macleisch 1977), tais que

$$V_{amb} = (T_{amb} + T_{sis})G \quad 5.1$$

$$V_{NL} = (T_{NL} + T_{sis})G \quad 5.2$$

$$T_{sis} = \frac{T_{amb} - YT_{NL}}{Y - 1} \quad \text{e} \quad G = \frac{T_{sis} + T_{NL}}{V_{NL}} \quad 5.3$$

Com os receptores operando a 20 K, as temperaturas  $T_{sis}$  medidas foram, respectivamente, de cerca de 30 K e 15 K para as bandas Ka e Q. As constantes de calibração dos diversos canais obtidas em *FS* e *WM* estão embutidas nos respectivos códigos de análise de dados (vide Tabela 5.3).

### 5.3 Sinais Associados ao Movimento do Espelho Plano

Três “offsets” síncronos associados ao movimento de rotação do espelho plano são esperados em função da estratégia de mapeamento da esfera celeste adotada pelo *BEAST*. Esses “offsets” podem mascarar um sinal cosmológico se a estratégia de

varredura não for cuidadosamente escolhida de modo a reduzir o seu impacto nas medidas. Eles aparecem no conjunto de dados como sinais com frequência associada à frequência de rotação do espelho plano. Os “offsets” presentes nos arquivos de dados utilizados neste trabalho foram removidos utilizando-se um filtro passa-alta durante o processo de redução dos dados.

O primeiro “offset” é ocasionado pela presença da atmosfera. Ele aparece porque o ângulo de elevação do telescópio varia com a rotação do espelho plano. Para um modelo de atmosfera formado por camadas estáticas horizontais, a intensidade da emissão depende do ângulo zenital (cf. Seção 2.4). Usando o método de reconstrução descrito na Seção 3.4, encontra-se o ângulo zenital. A Figura 5.2 mostra o comportamento do “offset” atmosférico para os dados coletados na primeira campanha de Fort Sumner na banda Q.

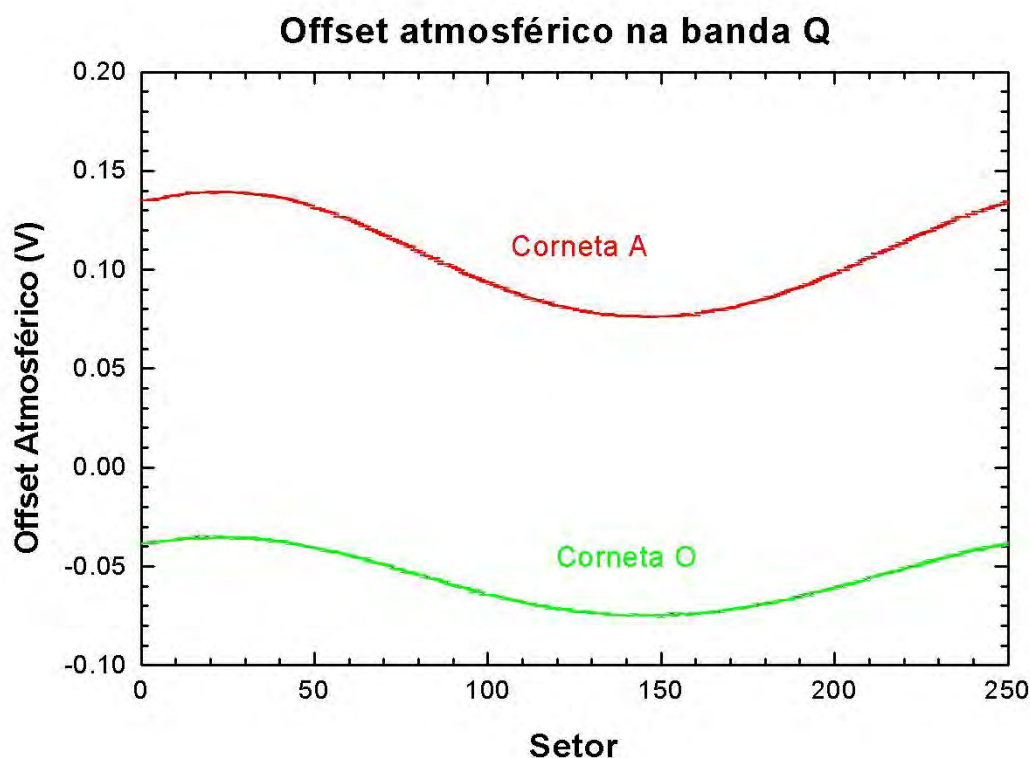


Figura 5.2: “Offset” atmosférico para as cornetas A e O na banda Q. Os dados aqui utilizados foram coletados pelo *BEAST* em *FS* (cf. Seção 5.5).

O segundo “offset” está relacionado com a contribuição do dipolo da distribuição angular da *RCFM*. Para uma varredura de  $10^\circ$ , a intensidade máxima desse “offset” é de  $\approx 500 \mu\text{K}$ . Deste modo, para que seja possível medir a contribuição do dipolo, é necessário que todos os outros “offsets” sejam removidos do conjunto de dados. O desconhecimento de todas as fontes causadoras de “offsets” que compõem o sinal síncrono do *BEAST*, associado à baixa intensidade do sinal desse “offset” em relação aos demais, impedem que a anisotropia de dipolo possa ser detectada de forma significativa por esse experimento, não sendo, portanto, possível utilizar esse sinal como uma fonte de calibração para o *BEAST*.

O terceiro “offset” é devido à emissão térmica da superfície do espelho plano. Essa emissão é parcialmente polarizada, com a amplitude da emissão de cada modo de polarização sendo proporcional ao ângulo de visada. Como a normal ao espelho plano é inclinada em relação ao seu eixo de rotação, a orientação dos vetores campo elétrico e campo magnético da radiação emitida pelo espelho plano varia em relação aos receptores, que são construídos para detectar apenas um modo de polarização.

A radiação eletromagnética incidente na superfície do espelho pode ser decomposta numa componente paralela e noutra perpendicular ao plano de incidência. É sabido (e.g. Landau e Lifshitz 1960) que a emissividade de uma superfície nessas duas direções é, respectivamente, dada por:

$$\varepsilon_{\parallel} = \frac{4 \pi \mu \delta}{\lambda} \sec \theta ,$$

**5.4**

$$\varepsilon_{\perp} = \frac{4 \pi \mu \delta}{\lambda} \cos \theta .$$

Aqui,  $\theta < \pi/2$  é o ângulo de incidência,  $\lambda$  é o comprimento de onda da radiação e  $\mu$  e  $\delta$  são, respectivamente, a susceptibilidade magnética e a “skin depth” da superfície refletora. A grandeza  $\delta$  depende da frequência da radiação e da temperatura na qual a superfície se encontra. Essa dependência com a temperatura se deve ao termo  $\rho$  (a resistividade do material) que aparece na definição da “skin depth”:

$$\delta = \sqrt{\frac{2\rho}{\mu_0\omega}}. \quad 5.5$$

A rotação do espelho plano faz com que tanto o ângulo de incidência quanto a normal ao espelho plano variem no tempo. A variação do ângulo de incidência é a responsável pela variação da emissividade do espelho, ao passo que a variação da normal é a responsável pela variação da polarização da radiação refletida pelo espelho plano em relação ao receptor. Como resultado, a emissão térmica do espelho é modulada variando o ângulo de incidência na Equação 5.4.

Para obter uma estimativa da intensidade do “offset” térmico, devemos analisar a geometria do instrumento. O plano de incidência é definido por  $\hat{i}$  e  $\hat{n}_p$  (definidos na Seção 3.4). O ângulo de incidência é dado por

$$\theta = \cos^{-1}(\hat{i} \cdot \hat{n}_p),$$

e a normal ao plano de incidência, isto é, a direção de polarização perpendicular ao plano de incidência, é dada pelo produto vetorial desses dois vetores:

$$\hat{n}_{\perp} = \frac{1}{\sin \theta} (\hat{i} \times \hat{n}_p). \quad 5.6$$

A normal ao plano de incidência é a direção de polarização perpendicular,  $\vec{P}_{\perp} = \hat{n}_p$ , enquanto que a direção de polarização paralela é dada por  $\vec{P}_{//} = \vec{P}_{\perp} \times \hat{i}$ . A potência total detectada pelos receptores é a soma dos quadrados das contribuições nas direções  $\vec{P}_{\perp}$  e  $\vec{P}_{//}$ , cada uma multiplicada pelo cosseno do ângulo formado com a direção fixa  $\vec{P}_H$ , que é a direção preferencial de polarização do receptor:

$$T(t) = T_{plano} \left[ \varepsilon_{//}(t) (\vec{P}_H \cdot \vec{P}_{//})^2 + \varepsilon_{\perp}(t) (\vec{P}_H \cdot \vec{P}_{\perp})^2 \right], \quad 5.7$$

sendo  $T_{plano}$  a temperatura do espelho plano. A resistividade do Alumínio 6061, do qual é feita a superfície do espelho, para temperaturas no intervalo de 100 a 300 K, é proporcional a  $T^{0,7}$ . Assim, mostra-se que a intensidade desse “offset”, na banda Q, é proporcional a  $\lambda^{1/2} T^{1,35}$ .

O comportamento desse “offset” está mostrado na Figura 5.3. Para  $T_{plano} = 300$  K, a contribuição máxima é de aproximadamente 11 mK. A temperatura do espelho varia muito pouco (aproximadamente 10%) quando o sistema opera a bordo de balões estratosféricos. Já com o “offset” atmosférico acontece o contrário: a sua intensidade sofre uma forte atenuação com a altitude. Por esse motivo, o efeito da emissão térmica do espelho plano é o principal contribuinte para o sinal síncrono resultante do *BEAST* quando ele opera a bordo de balões estratosféricos.



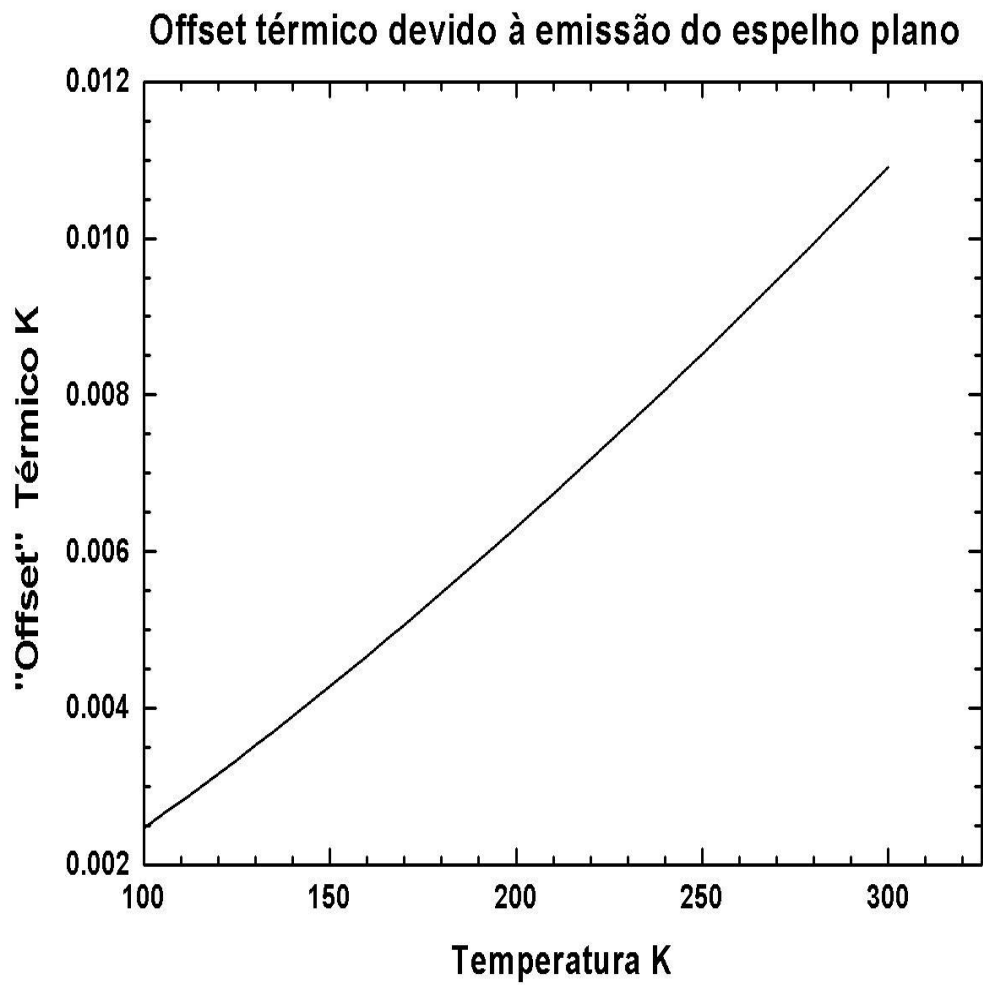


Figura 5.3 - Contribuição da emissão térmica do espelho plano para o sinal síncrono do experimento *BEAST*.

Idealmente, somente esses três efeitos acima deveriam contribuir de maneira significativa para o “offset” resultante medido pelo experimento. Visto que o “offset” observado apresenta uma forma mais complicada do que a simples composição dos três, outros efeitos devem estar presentes. Contaminação dos lóbulos laterais e interferência por rádio frequência (*RFI*) são possíveis contribuintes para o sinal síncrono. Como a Terra é a principal responsável pela contaminação dos lóbulos laterais, espera-se que a contribuição desse “offset” varie com o ângulo de elevação do telescópio. A *RFI* é consequência da necessidade de se adotar um procedimento para a transmissão dos dados e para o monitoramento do instrumento quando em vôo. Esse “offset” pode ser evitado desligando-se os transmissores a bordo do experimento responsáveis pelo envio dos dados a Terra.

#### **5.4 Sistema de Aquisição de dados**

Os dados coletados pelo experimento são gravados em dois blocos de arquivos (cf. Seção 3.3). Os dados provenientes do radiômetro (*DAQ*) são gravados no formato binário e armazenados em blocos de 250 sinais para cada rotação do espelho plano para cada canal do radiômetro, que no caso do *BEAST* pode chegar a 16. Os dados contendo informações sobre o apontamento (os dados de “housekeeping” (*HSKP*)) são gravados no formato *ASCII*/hexadecimal. Para a análise desses conjuntos de dados, foi escrita uma série de rotinas em *IDL* que são responsáveis pela extração, manipulação e visualização dos dados contidos no *DAQ* e no *HSKP*. A frequência de rotação do espelho plano é definida em função de a observação estar sendo feita no solo ou num vôo de balão. Isso ocorre devido à resistência do ar que pode afetar o movimento de rotação do espelho. Em *FS* e *WM* as frequências de rotação são respectivamente 1 e 2 Hz, ao passo que nas missões a bordo de balão a frequência usada é de 5 Hz.

O primeiro passo na análise dos dados é fazer a sincronização dos dados de *HSKP* com os de *DAQ*. Isso é necessário porque, apesar de utilizarem o mesmo relógio, eles possuem marcações de tempo diferentes e também porque são lidos por rotinas

diferentes. A gravação dos dados de *HSKP* é realizada a cada 0,5 segundo, enquanto a gravação dos dados do *DAQ* depende da velocidade de rotação do espelho plano. As informações provenientes dos vários dispositivos responsáveis pelo apontamento do telescópio são utilizadas para determinar a direção do centro de cada rotação do espelho plano, permitindo desse modo que seja feita a reconstrução do apontamento para cada corneta do telescópio por meio das Equações 3.9 e 3.10 (cf. Seção 3.4). As coordenadas de apontamento de cada setor para cada corneta são expressas em coordenadas horizontais, isto é, em azimute e elevação. Para a construção de mapas de temperatura das regiões do céu, o azimute e a elevação são transformados em ascensão reta e declinação por meio da utilização de outros dados de apontamento, como a latitude e a longitude do local no qual o instrumento está operando e o tempo que é atribuído a cada rotação do espelho. No restante desse capítulo serão descritas as várias etapas, como mostrado na Figura 5.3, do processo de análise dos dados que foram obtidos pelo experimento *BEAST*.

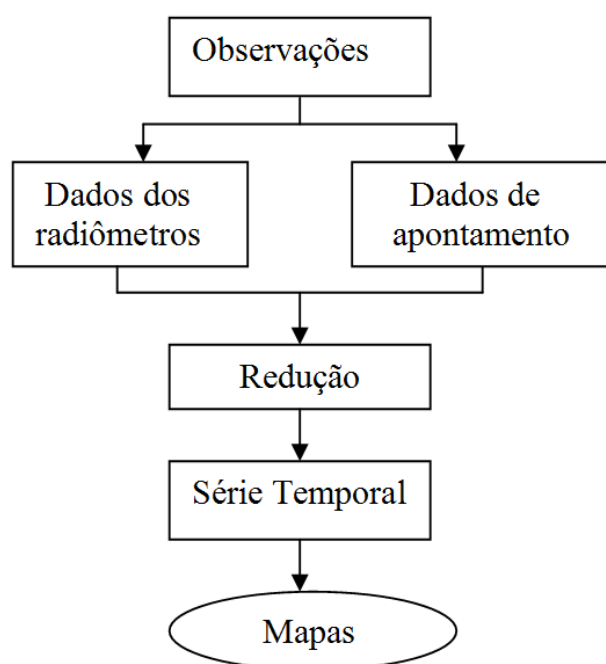


Figura 5.4- Diagrama representativo da análise dos dados do *BEAST*. Para cada parte do diagrama acima foi desenvolvido um Conjunto de programas de redução dos dados.

### 5.4.1 Dados de Housekeeping

As informações contidas nos dados de *HSKP* são obtidas a uma taxa de 2 Hz por um computador 386. Ele usa um conversor analógico digital (*ADC*) para converter as medidas de temperatura, de pressão e dos sensores responsáveis pela atitude do telescópio, e uma interface SCSI para coletar as informações provenientes de um giroscópio de três eixos. Os dados são gravados em uma matriz de 4300 linhas x 12 colunas. O significado dessas doze colunas está mostrado na Tabela 5.1:

Tabela 5.1 – Parâmetros de apontamento contidos nos arquivos *HSKP*.

<b>Colunas</b>	<b>Significado</b>
UT (h)	Tempo universal
Az (°)	Azimute do telescópio
El (°)	Elevação do telescópio
Roll	Inclinação da gôndola
Ar (°)	Ascensão reta
Dec (°)	Declinação
Staz (°)	Azimute medido pelo sensor estelar 1
Stel (°)	Elevação medida pelo sensor estelar 1
Staz2 (°)	Azimute medido pelo sensor estelar 2
Stel2 (°)	Elevação medida pelo sensor estelar 2
Mag (°)	Magnetômetro
Enc (°)	Codificador óptico

#### 5.4.2 Dados dos Radiômetros

O segundo conjunto de informações coletado se refere aos dados provenientes do sistema de aquisição de dados dos radiômetros. O sistema de aquisição consiste em um conversor linear de tensão para frequência ( $V/F$ ) de quatro canais acoplado ao radiômetro, um contador digital e um computador 486 destinado a gravação dos dados do radiômetro.

O procedimento adotado para a redução e análise dos dados dos radiômetros do *BEAST* é idêntico para todas as observações. A redução consiste basicamente em três etapas. Na primeira, os dados gravados no formato binário são convertidos para o formato decimal. A escolha do formato binário para gravação dos dados dos radiômetros é porque ela representa uma maneira mais compacta de armazenagem de dados durante a observação. A transformação dos dados para o formato decimal permite que eles possam ser manipulados mais facilmente nas etapas seguintes. Após essa transformação, os dados são então calibrados.

O segundo passo consiste na remoção dos “offsets”. A técnica adotada para a remoção desses “offsets” é feita por meio da utilização de um filtro passa-alta de 10 Hz, para cada canal para cada rotação do espelho plano. A escala de tempo na qual esses “offsets” variam é muito maior do que a escala de tempo de rotação do espelho plano, de modo que esta técnica se mostra bastante razoável na extração dos “offsets”.

O próximo passo da redução consiste na rejeição dos dados que não sejam consistentes com uma lista de critérios que são formulados baseados nos vários sistemas de monitoramento do experimento. Na redução são removidos dados coletados durante períodos de calibração e testes e os provenientes de ruído no sistema de aquisição de dados. O procedimento adotado para verificar possíveis rejeições é realizado a cada

rotação para cada canal. Por isso, as rejeições são feitas somente em unidades de rotação completa.

## **5.5 Observações realizadas em Fort Sumner**

A primeira campanha observacional do *BEAST* ocorreu no mês de outubro de 1999 em Fort Sumner. O principal objetivo desta campanha era realizar um voo teste a bordo de balão estratosférico. Devido às más condições climáticas que impediram a realização do voo, foram realizadas as calibrações dos receptores e testes de todas as partes integrantes do experimento, incluindo o sistema de apontamento e a telemetria. Para isso, foram observadas a Lua e a região próxima ao Pólo Norte Celeste (*PNC*). No restante desta seção são discutidos os processos de redução e análise dos dados desta campanha observacional.

### **5.5.1 Observação da Lua**

A Lua foi utilizada para calibrar os receptores e testar o sistema de apontamento. Nas Figuras 5.5 e 5.6 são mostradas as duas estratégias adotadas para observação da Lua. Na primeira (Figura 5.5), a Lua atravessa o campo de visada do instrumento, que estava parado (somente o espelho plano é que estava girando). Na segunda (Figura 5.6), é realizada uma varredura da Lua. Em ambas estratégias a frequência de rotação do espelho plano foi de 1 Hz.

Na Figura 5.7 está mostrado o comportamento dos radiômetros quando a Lua entrou e saiu do feixe do telescópio. Os dados coletados utilizando essa primeira estratégia de observação serviram para obter um diagrama de radiação do feixe da antena na banda Q.

A temperatura de antena de uma fonte vista por um telescópio é dada por (e.g. Bersanelli et al. 1997):

$$T(\gamma) = \frac{\int T_{\text{fonte}}(\gamma') J(|\gamma - \gamma'|) d\Omega}{\int J(|\gamma - \gamma'|) d\Omega}, \quad 5.8$$

em que  $\gamma$  indica a direção da linha de visada,  $T_{\text{fonte}}$  é a temperatura da fonte em questão e  $J$  é a função resposta do radiômetro, suposta simétrica. Se a extensão angular da fonte é muito menor do que a resolução angular do feixe, isto é,  $\Omega_{\text{fonte}} \ll \Omega_{\text{feixe}}$ , a equação acima pode ser escrita como

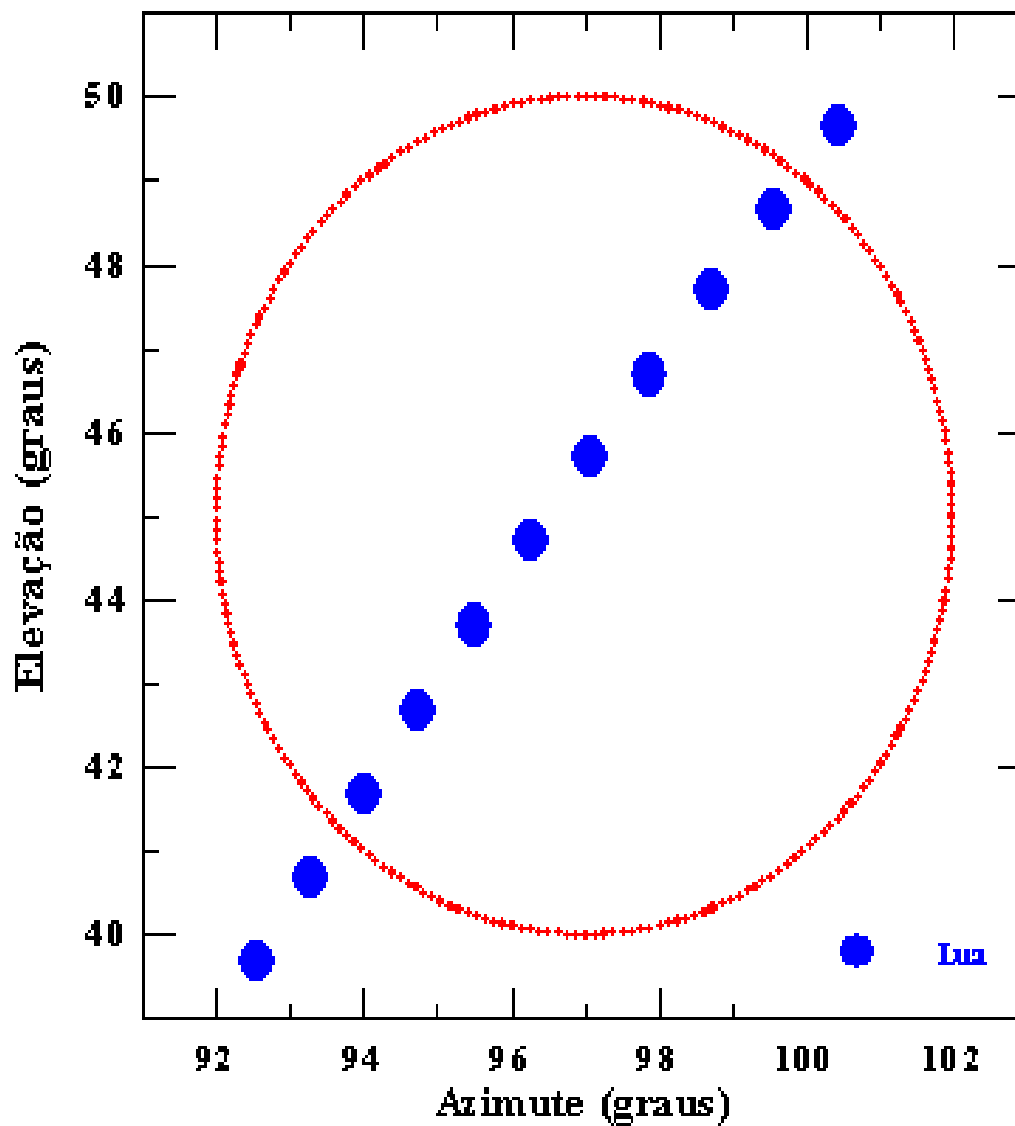
$$T(\gamma) = T_{\text{fonte}}(\gamma_p) \left( \frac{\Omega_{\text{fonte}}}{\Omega_{\text{feixe}}} \right) J(|\gamma - \gamma_p|), \quad 5.9$$

sendo que  $\gamma_p$  é a posição da fonte. A melhor fonte celeste que pode ser usada aqui nesse caso é Júpiter. Ele possui uma temperatura de brilho bem determinada e um diâmetro angular ideal para esse caso. Infelizmente, quando esses dados foram obtidos Júpiter estava muito próximo do Sol e por isso não pôde ser observado. A alternativa foi observar a Lua. Tendo um diâmetro angular de aproximadamente  $0,5^\circ$ , ela não pode ser considerada uma fonte pontual. A medida nesse caso não é diretamente o diagrama de radiação do feixe do telescópio e sim a convolução dele com a distribuição da temperatura de brilho da Lua,  $T_{\text{Lua}}(\gamma')$ , como na Equação 5.8.

O sistema de aquisição *HSKP* não estava funcionando por essa ocasião, por isso não temos informações de apontamento. Para contornar esse problema, considerou-se que o

sinal mais intenso do conjunto de dados estava associado ao centro da Lua. Visto que tanto as efemérides da Lua quanto a trajetória do feixe em relação a gôndola são conhecidas, é possível reconstruir as informações de apontamento em termos de ascensão reta e declinação e gerar um mapa com essas coordenadas (Figura 5.8). Como a calibração ainda estava em teste, esse mapa não está calibrado. Porém, isso não representa problema, porque somente a distribuição da temperatura de brilho é necessária para deconvolução com o feixe do radiômetro e não o valor da sua temperatura absoluta.





**Figura 5.5:** Movimento da Lua atravessando o campo de visada do telescópio em função do tempo. A frequência de rotação do espelho plano durante essa observação foi de 1 Hz.

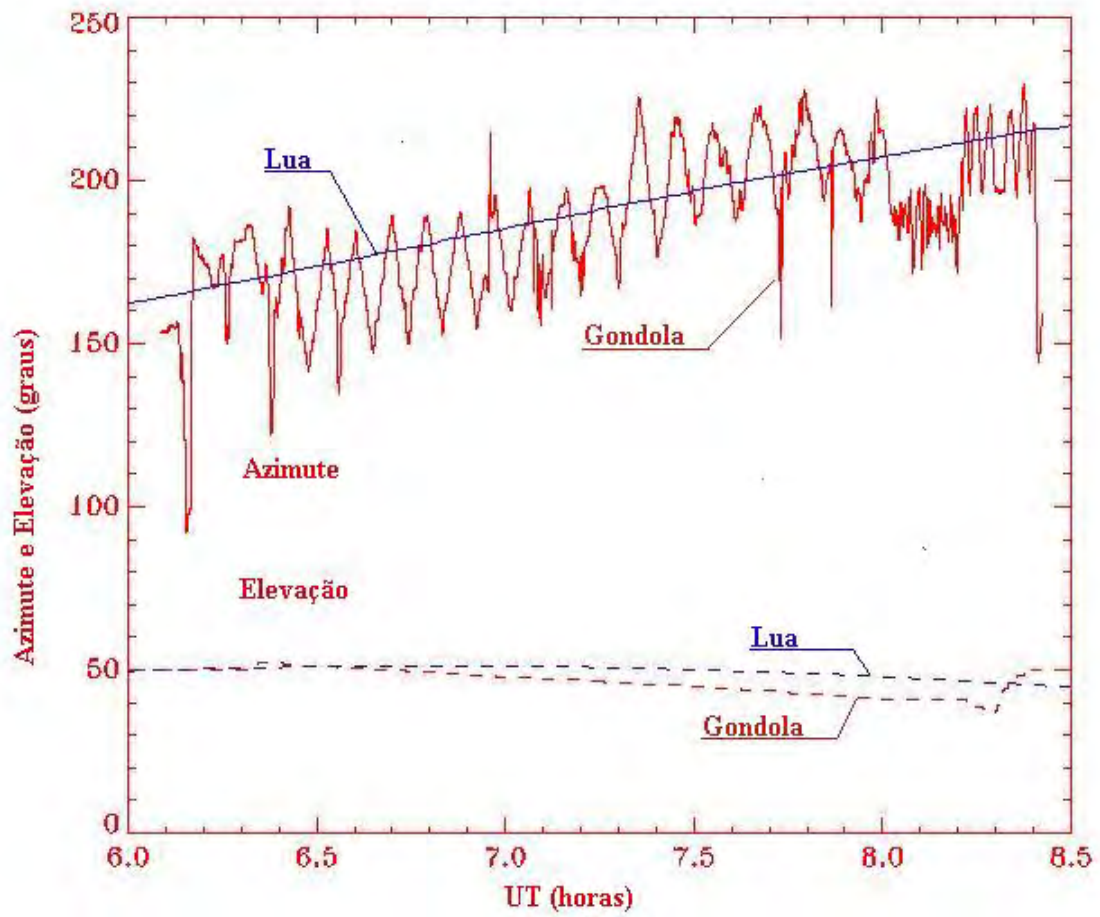


Figura 5.6: Varredura em azimute da Lua realizada pelo telescópio.

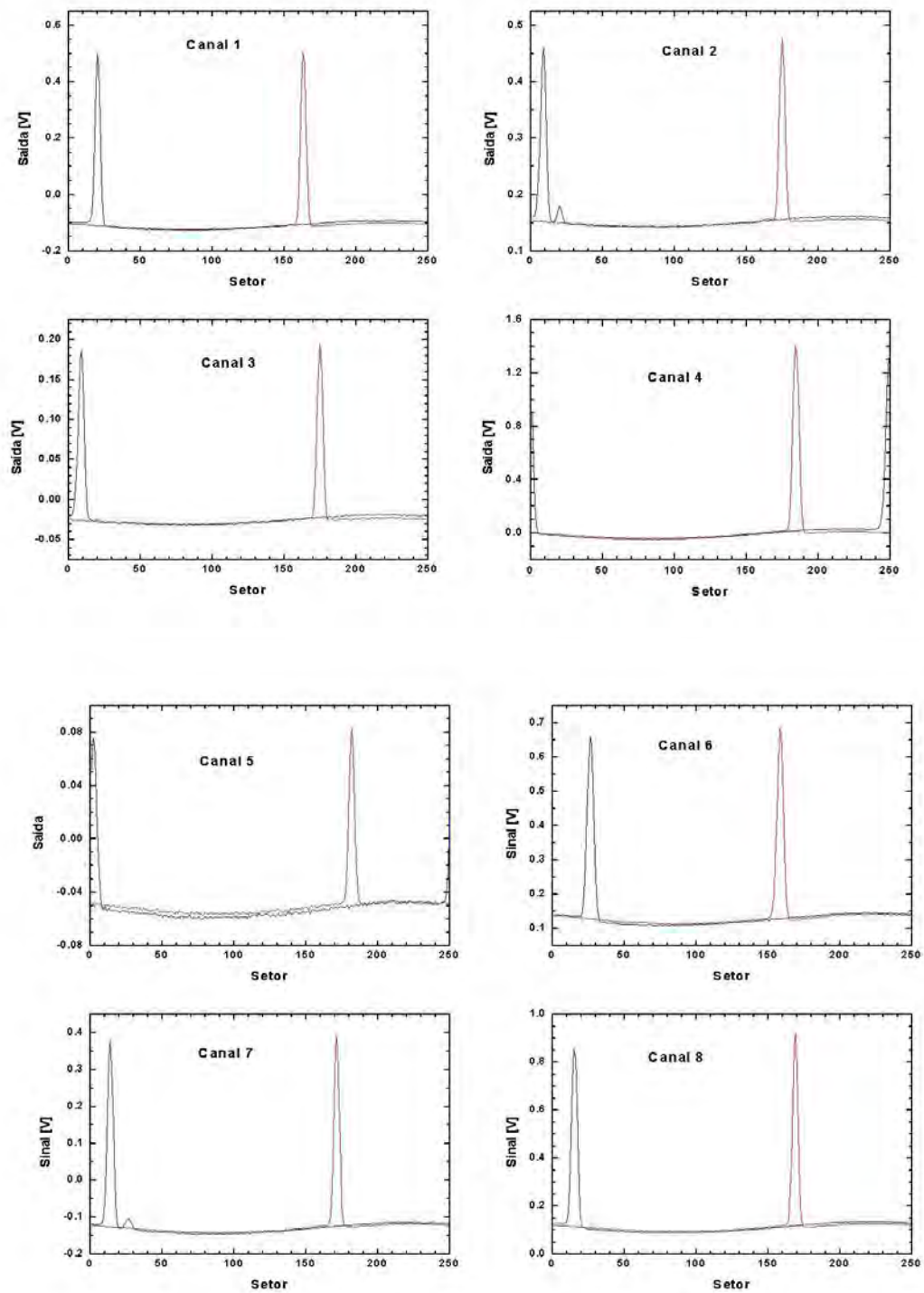


Figura 5.7 - Resposta dos radiômetros à passagem da Lua pelo feixe do telescópio.

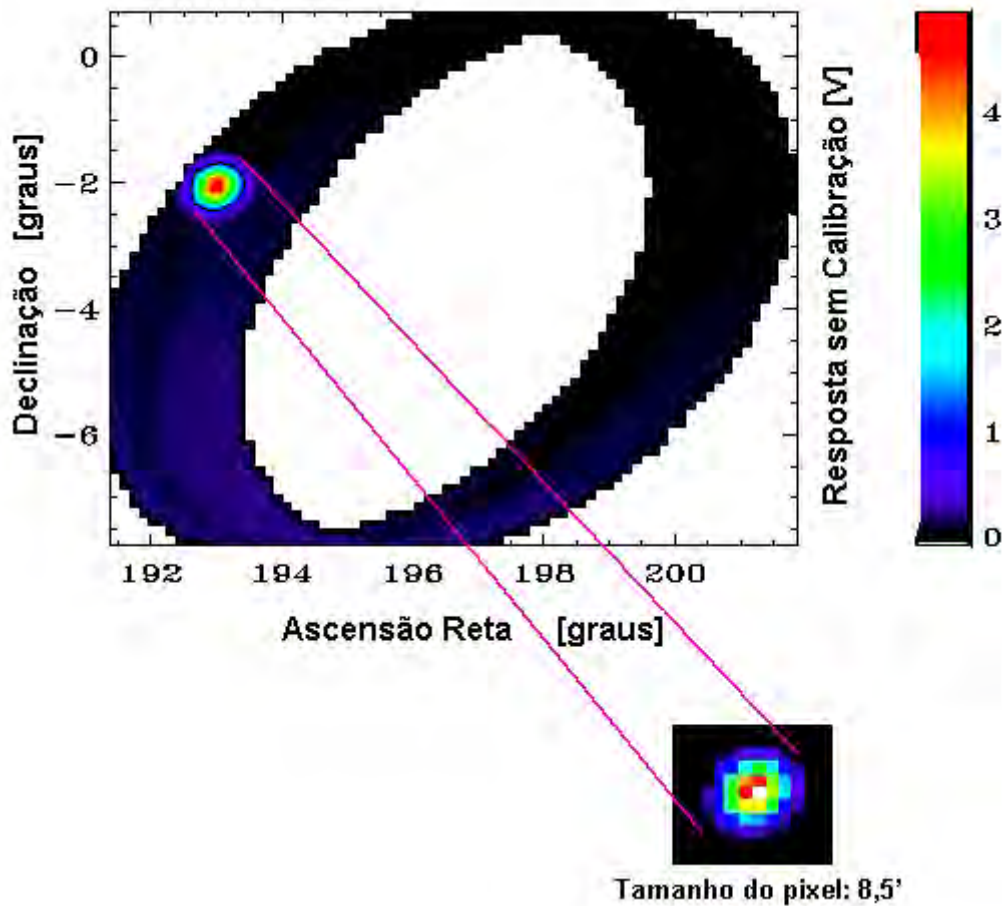


Figura 5.8 - Mapa da Lua não calibrado. Na varredura adotada neste caso, a Lua atravessa o campo de visada do telescópio entre  $9^{\text{h}} 45^{\text{m}} 34^{\text{s}}$  UT e  $9^{\text{h}} 53^{\text{m}} 17^{\text{s}}$  UT.

A varredura da Lua, mostrada na Figura 5.6, foi realizada no dia 22 de outubro de 1999. Nesse caso, a elevação foi mantida constante e foi feita uma varredura em azimute com centro em  $151^{\circ}$ . A frequência de rotação do espelho plano foi de 1 Hz e a velocidade com a qual a gôndola se movia era de  $0,6^{\circ}/\text{s}$ . Portanto, enquanto o espelho plano completava uma rotação, a gôndola se movia de aproximadamente  $40'$  de arco, que corresponde aproximadamente a duas vezes a largura do feixe na banda Q (cf. Tabela 3.2). A gôndola apresenta um deslocamento significativo enquanto o espelho completa uma rotação. Esse fato não permite considerar que os dois movimentos, o de varredura e o de rotação do espelho plano, sejam tratados como independentes. O resultado dessa

varredura será a imagem da Lua borrada. Esse efeito deve ser, portanto, corrigido, e a maneira de se fazer essa correção é levar em conta a fase exata do espelho quando o pico do sinal é medido.

A imagem da Lua construída a partir dos dados dessa varredura está mostrada na Figura 5.9. Pode-se notar que o ruído na reconstrução do apontamento, embora reduzido pela correção acima, não desaparece totalmente. Existem muitas explicações para esse efeito e a mais razoável está relacionada com um “delay” entre as informações do *DAQ* e do magnetômetro, cujas informações são usadas para descrever o movimento da gôndola. Essa explicação é válida porque qualquer sensor de apontamento em geral leva um intervalo de tempo (de 0,5 a 2 s) para processar o sinal e depois enviá-lo ao computador. O valor exato desse “delay” não é conhecido e, além disso, ele varia dependendo do instrumento que está sendo utilizado. Na tentativa de se descobrir o valor correto desse “delay”, foi feito um ajuste de mínimos quadrados utilizando o mapa, as equações de apontamento e as coordenadas da gôndola. A estimativa do “delay” foi feita utilizando-se o tempo como parâmetro livre.

A reconstrução do apontamento não foi muito bem sucedida pois encontrou-se, após a determinação do “delay”, um “offset” no posicionamento das cornetas em relação ao eixo óptico do telescópio. Como o sistema GPS não se encontrava em funcionamento neste período, e o instrumento deveria ser preparado para o lançamento a bordo de balão no início de 2000, a tentativa de reconstrução foi interrompida. O resultado dessa reconstrução encontra-se na Figura 5.10.

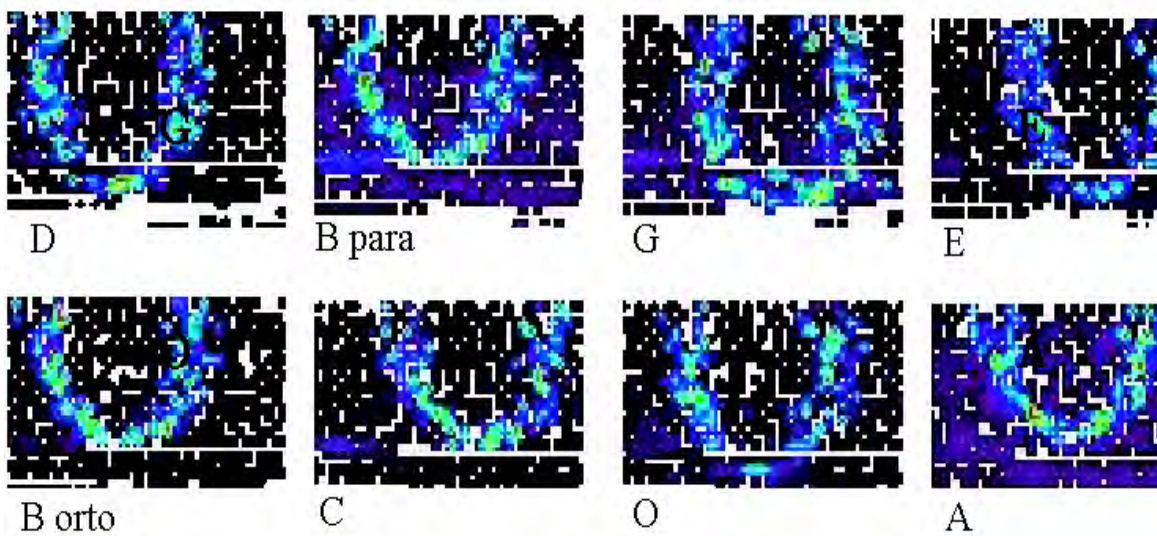


Figura 5.9 - Mapa parcial da Lua com varredura em azimute para sete cornetas durante os testes de apontamento em *FS* (vide Figura 3.3 para identificação das cornetas). As palavras para e orto associadas à corneta B referem-se aos correspondentes modos de polarização da radiação incidente na corneta.

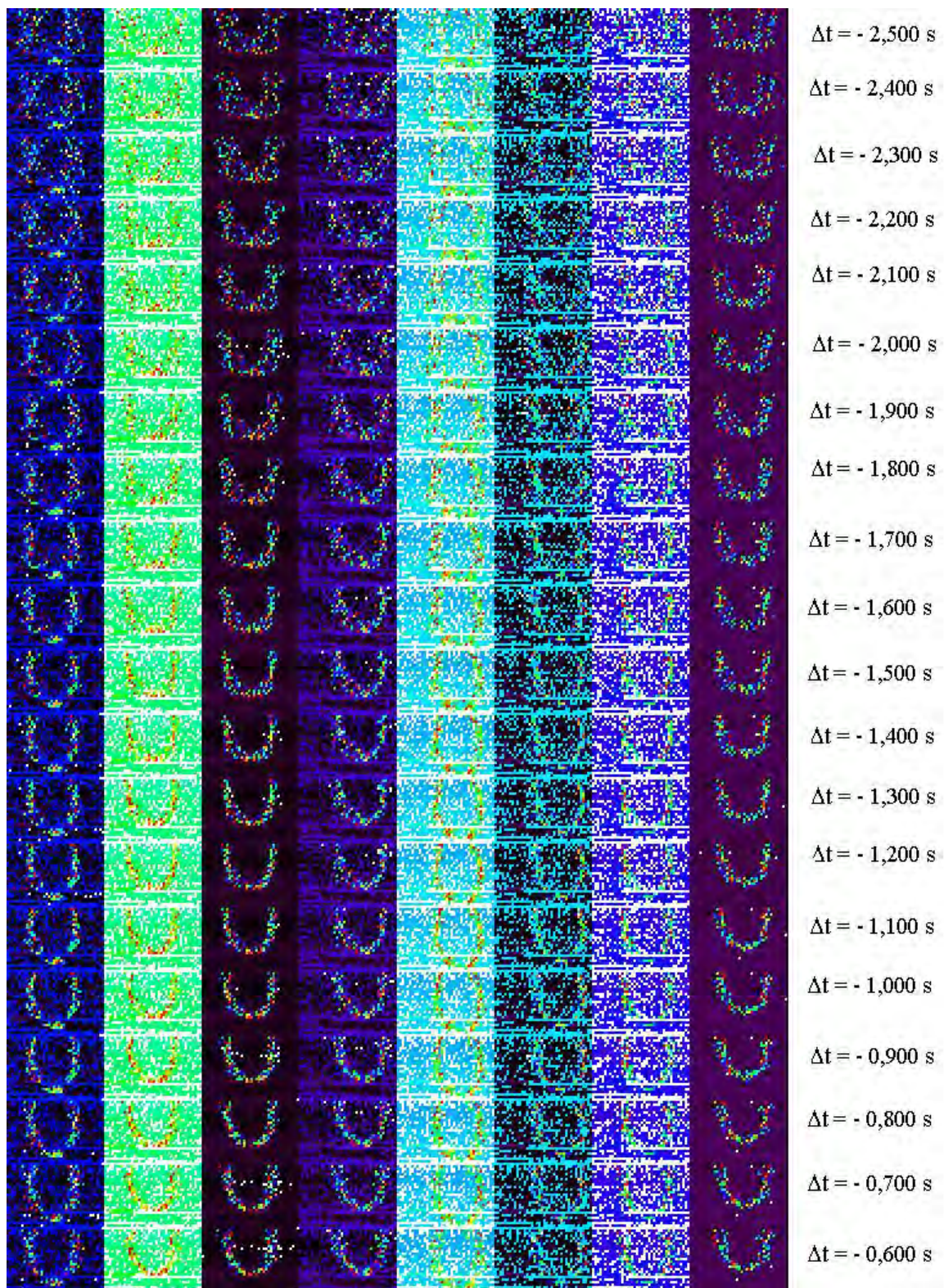


Figura 5.10 - Mapas da Lua com resolução angular de 20' construídos para diferentes "delays" para os dados magnetômetro.

### 5.5.2 Observação da Região próxima ao Pólo Norte Celeste

Para observação da região próxima ao *PNC* a estratégia de observação adotada foi de manter a elevação da gôndola fixa ( $50^\circ$ ), associada a uma varredura em azimute realizada pela gôndola de aproximadamente  $\pm 7,5^\circ$ . Na Tabela 5.2 são apresentadas algumas informações das observações do *PNC*. No período no qual essas observações foram feitas, duas cornetas na banda Q não funcionaram. A corneta B, também da banda Q, continuou acoplada a dois *HEMTs*, cada um deles associado a um determinado tipo de polarização da radiação incidente sobre os radiômetros.

Tabela 5.2- Resumo das observações da região do *PNC* realizadas pelo *BEAST*

<b>Dia</b>	<b>Tempo de observação (h)</b>	<b>Quantidade de dados (MB)</b>
24	23,50	778,1
25	21,24	706
26	23,59	779
27	23,46	778
28	5,87	199

Na redução desses dados foi usado um conjunto de rotinas que realiza todos os passos mostrados na Figura 5.4. Na primeira parte do processo é feita a conversão do formato no qual os dados provenientes dos radiômetros são gravados. A partir dessa conversão,



é então construída a série temporal para uma data específica na qual foi realizada a observação, como mostrado na Figura 5.11. Essa representação gráfica da série temporal permite identificar os instantes em que algum tipo de problema ocorreu durante a coleta dos dados, como, por exemplo, saturação do sinal ou interferência da telemetria. Os arquivos de dados em que há algum problema são então retirados do conjunto e a redução do restante é levada a cabo. A partir desse primeiro critério de rejeição, é realizada a calibração dos dados restantes utilizando as constantes de calibração determinadas para essas observações. Depois de calibrados, aplica-se um filtro passa-alta a esses dados para a retirada dos sinais síncronos associados ao experimento. Esse filtro simula computacionalmente o comportamento que um filtro digital teria se fosse acoplado ao sistema de aquisição de dados do *BEAST*. A Figura 5.12 mostra o gráfico do sinal proveniente do céu que incide sobre os radiômetros (sinal bruto) em função do tempo universal. O primeiro e o segundo gráficos da Figura 5.13 mostram, respectivamente, o sinal calibrado e o sinal após a aplicação do filtro. A remoção dos “offsets” síncronos fica bastante evidente na figura.

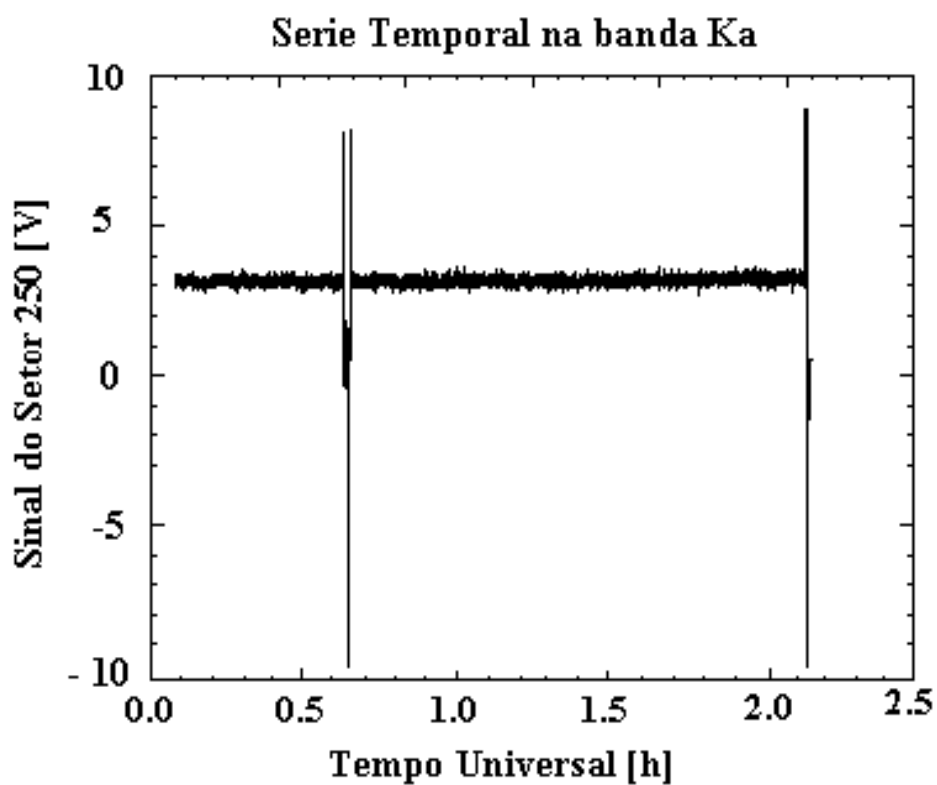


Figura 5.11- Série temporal construída para o canal 6 utilizando os dados obtidos no dia 27/10/1999. A série foi construída a partir dos dados brutos entre UT = 0<sup>h</sup> e UT= 2<sup>h</sup> 19<sup>m</sup> 51<sup>s</sup>.

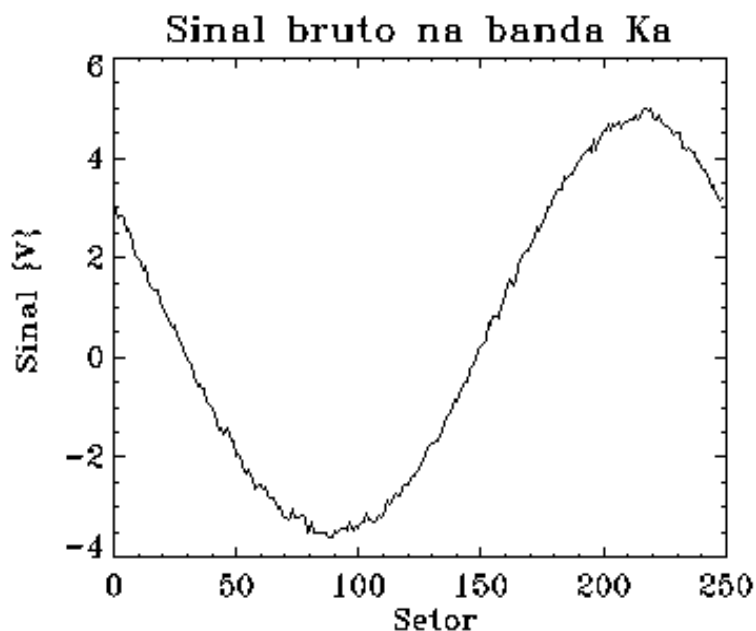


Figura 5.12- Intensidade do sinal para o canal 6 na banda Ka. Foi utilizada a rotação de número 400 de um dos arquivos de dados de 27/10/1999 adquirido entre UT = 5<sup>m</sup> 40<sup>s</sup> e UT = 22<sup>m</sup> 27<sup>s</sup>.

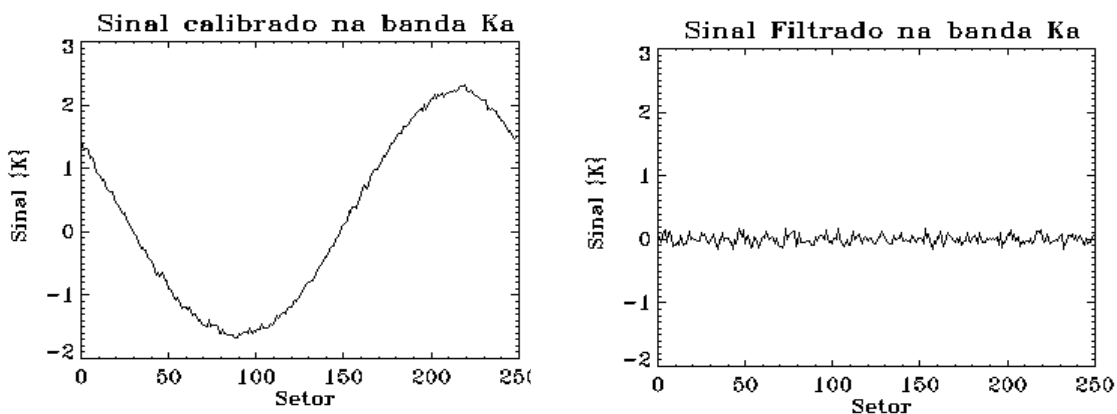


Figura 5.13- Intensidade dos sinais calibrado e filtrado para o canal 6. Eles estão mostrados na mesma escala para evidenciar a remoção dos “offsets” síncronos. A frequência de corte utilizada foi de 10 Hz. Foi utilizada a rotação de número 400 de um dos arquivos de dados de 27/10/1999 adquirido entre UT = 5<sup>m</sup> 40<sup>s</sup> e UT = 22<sup>m</sup> 27<sup>s</sup>.

Após a retirada desses “offsets”, é aplicado um novo critério de rejeição de dados. Para determinar quais rotações serão consideradas como “boas” ou “não”, calcula-se primeiro, para cada canal, a variância associada aos 250 sinais armazenados em cada rotação do espelho plano. A partir desses desvios calcula-se então uma variância média de todos os canais para uma dada rotação. As Figuras 5.14 a 5.15 mostram as variâncias de todas as cornetas e a variância média por rotação para um arquivo de dados. Os valores para o corte dos dados são determinados a partir do valor da variância associada a cada rotação e a média obtida para o conjunto de rotações contido no intervalo de aquisição de dados. Conforme dito anteriormente, os cortes são realizados em unidades inteiras de rotação do espelho plano.

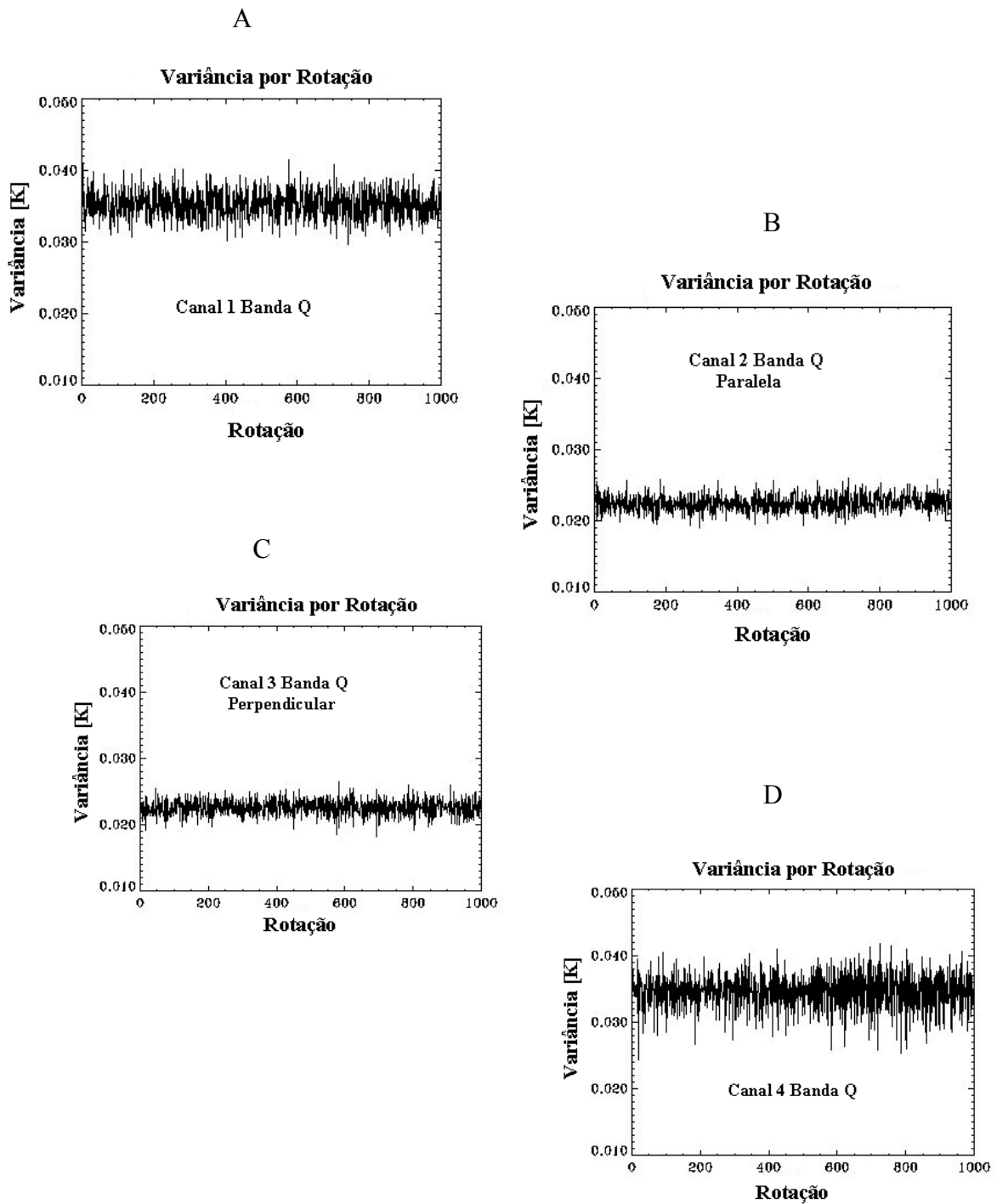


Figura 5.14 - Variância em função da rotação para o arquivo de dados 000540 do dia 27/10/1999. Nos gráficos B e C são mostrados a variância das componentes paralela e perpendicular da radiação incidente para a corneta B.

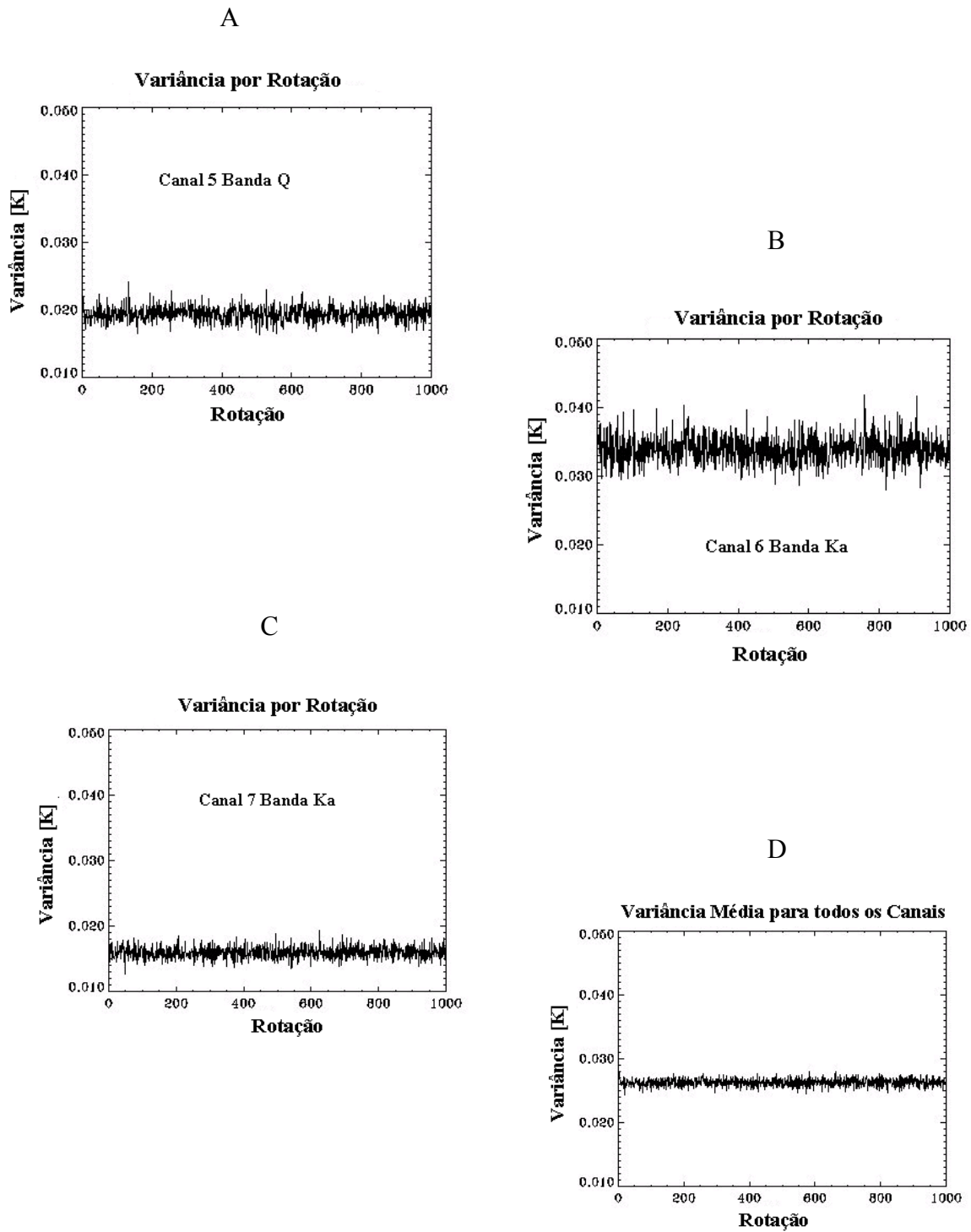


Figura 5.15 - Variância em função da rotação para o arquivo de dados 000540 do dia 27/10/1999. O gráfico D refere-se a variância média tomada para todos os canais dos gráficos mostrados nesta Figura e na Figura 5.14.

Uma vez que cada temperatura amostrada está relacionada a um ponto específico no céu, que fica determinado com a atribuição de duas coordenadas, o passo seguinte é a confecção de mapas. O resultado final desse processo de redução é a geração de mapas em coordenadas gnomônicas de 138x138 pixels com resolução angular de 20' de arco centrado no *PNC*. Para cada “boa” rotação é calculada a ascensão reta e a declinação de cada setor para cada canal em coordenadas gnomônicas. Além dos mapas de temperaturas, foram gerados mapas de contorno, que sevem para indicar a região observada pelo experimento, para todos os dias nas quais foram realizadas as observações. Alguns dias, como o dia 23/10/99, tiveram muitos arquivos rejeitados, resultando numa pequena região do céu observada. A título de ilustração estão mostrados na Figura 5.16 os mapas de contorno das observações realizadas nos dias 26/10/99 e 28/10/99.

Por ter sido uma campanha cujo principal objetivo era testar o instrumento, a coleta de dados não foi cercada de todos os cuidados técnicos necessários para que esses dados pudessem ser analisados de maneira mais criteriosa e sistemática. Aliado a isso, a intensidade da contaminação atmosférica no local no qual experimento operou, também representa mais um motivo para que não fosse investido mais tempo na análise dos dados de *FS*.

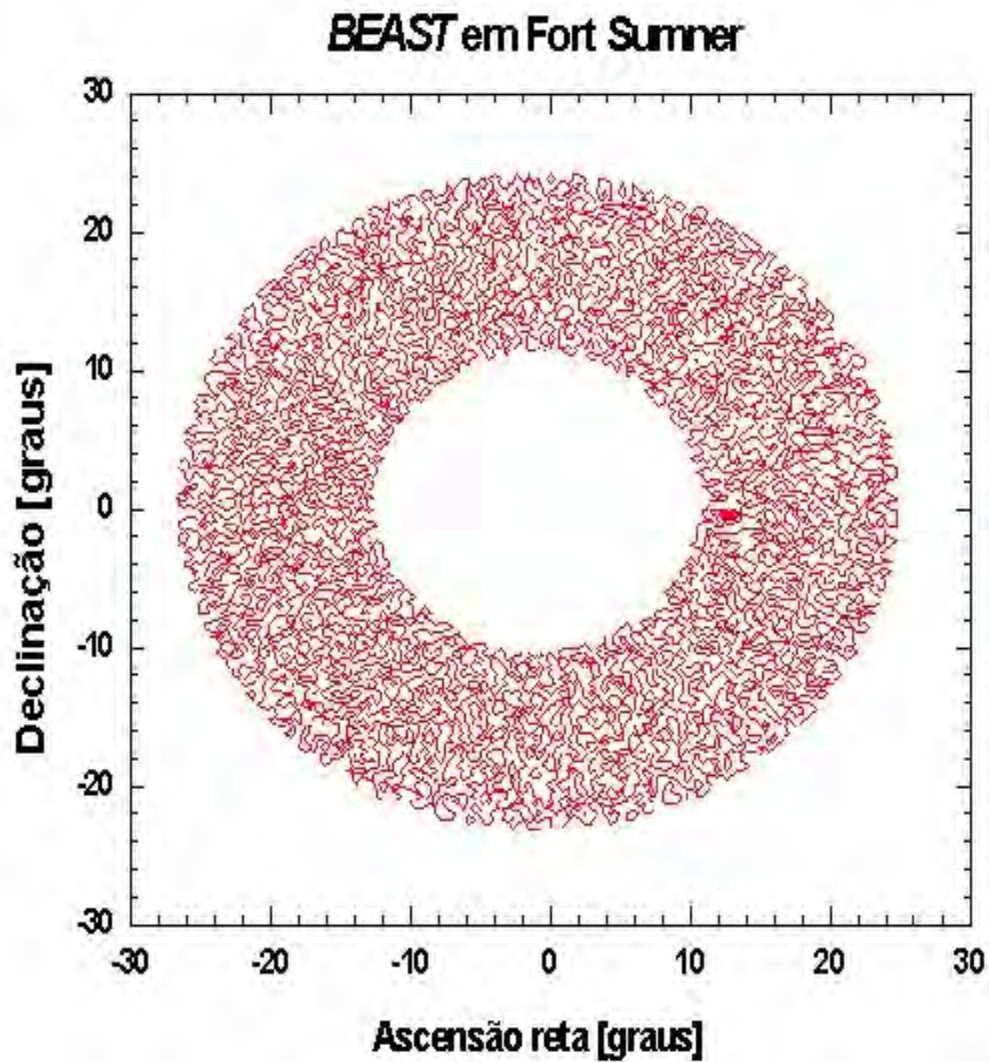


Figura 5.16 - Mapa em coordenada gnomônica mostrando a área coberta na observação do dia 28/10 (entre  $UT = 0^h 4^m 49^s$  e  $UT = 23^h 48^m 57^s$ )



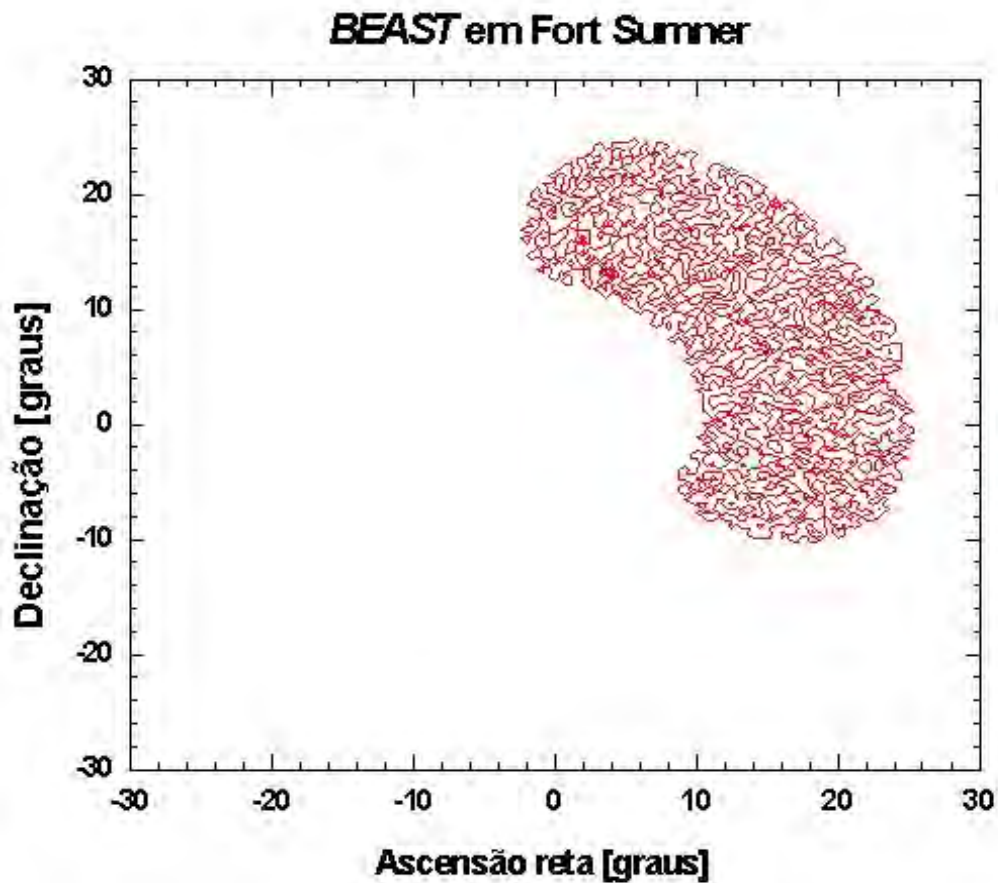


Figura 5.17 - Mapa em coordenada gnomônica mostrando a área coberta na observação do dia 26/10/1999 (entre UT = 0<sup>h</sup> 04<sup>m</sup> 49<sup>s</sup> e UT = 09<sup>h</sup> 00<sup>m</sup> 49<sup>s</sup>).

## 5.6 Observações realizadas em White Montain

Desde julho de 2001 o *BEAST* encontra-se em operação no sítio de *WM*. Duas estratégias diferentes de observação já foram utilizadas na coleta dos dados dessa campanha observacional. Na primeira, manteve-se o azimute da gôndola fixo (74°) enquanto a gôndola realizava uma varredura em elevação, de forma que a elevação da corneta central variasse entre 80° e o zênite. Incluindo todas as cornetas, essa varredura

cobre uma área de aproximadamente  $30^\circ$  em elevação. Na segunda, o telescópio permanece fixo no solo apontando diretamente para o zênite. Nesse caso, somente o espelho plano está girando. Nas duas estratégias de observação, a frequência de rotação do espelho plano foi ajustada em 2 Hz. Os dados apresentados nessa tese foram obtidos com a utilização da segunda técnica de varredura descrita acima. Durante a aquisição desses dados, as cornetas C e E não estavam em operação e a corneta D apresentou um problema técnico e, por isso, foi desligada. Portanto, somente cinco cornetas estavam em operação durante essa campanha observacional: três na banda Q e duas na banda Ka (vide Figura 3.3). Os dados observacionais utilizados neste trabalho foram divididos em dois grupos. O primeiro consiste em um total de 15 horas de dados referentes às observações do dia 20/09/2001 e o segundo em um total de 12 dias de dados coletados em setembro e outubro de 2001.

Durante um dia completo de observação o volume de dados gerados pelo experimento *BEAST* pode chegar a 1,3 GB. Devido a essa grande quantidade de dados, o modo com o qual eles estavam sendo armazenados passou a apresentar problemas quando era feita a sincronização dos dados de *HSKP* e *DAQ*. Isso fez com que os dados passassem a ser gravados de maneira diferente. Agora, tanto os dados de *HSKP* quanto os do *DAQ* são armazenados num mesmo arquivo no formato *FITS* (Flexible Image Transport System) (Hanisch et al. 2001) e no mesmo intervalo de tempo. Os arquivos de dados de *HSKP* e *DAQ* passam a ter os seus tempos de gravação sincronizados logo no momento em que são gravados, não sendo necessária a utilização de “software” para essa finalidade. Com isso, evitam-se os problemas de sincronização que surgiram durante a redução dos dados anteriores. Temos atualmente disponível 120 GB de dados coletados nesta campanha observacional.

A opção pela gravação dos dados no formato *FITS* foi feita para que fosse possível a utilização do conjunto de aplicativos do pacote *HEALPix* (Hierarchical, Equal Area, and iso-Latitude Pixelisation). O *HEALPix* (Górski et al. 2000) é uma ferramenta desenvolvida para ser utilizada na análise do grande volume de dados a ser gerado pelos experimentos *MAP* (Microwave Anisotropy Probe) e *Planck*, que são experimentos

embarcados em satélites dedicados ao estudo das anisotropias da *RCFM*. O principal objetivo do desenvolvimento do *HEALPix* foi criar uma estrutura matemática que possibilitasse a análise de funções numa esfera discretizada. A pixelização adotada pelo *HEALPix* consiste em dividir a esfera celeste em quadriláteros de diferentes formas, mesma área e cujos centros posicionam-se em declinações pré-estabelecidas. Nessa pixelização, os pixels encontram-se distribuídos em anéis de mesma declinação. Esse arranjo torna mais rápido o cálculo dos coeficientes da expansão dos harmônicos esféricos (cf. Seção 2.2) que são utilizados na obtenção do espectro de potência angular da *RCFM*. A resolução da “pixelização” do mapa é definida pelo parâmetro  $N_{side}$ , que define o número de divisões ao longo de um dos lados da célula básica. Nesta análise, utiliza-se  $N_{side} = 512$ , resultando num mapa com um número de pixels dado por  $N_{Pixel} = 12 \times N_{side}^2 = 3145728$ . Uma ilustração da pixelização do *HEALPix* é dada na Figura 5.18 para  $N_{side} = 8$ . A visualização dos mapas da distribuição de temperatura no céu, resultante da utilização do *HEALPix*, pode ser apresentada nas projeções Mollweide e gnomônica.

Nesta nova estratégia de gravação dos dados, é criado um cabeçalho com as informações dos parâmetros fixos relacionados com a observação que está sendo realizada, como a data e o horário da observação, o ângulo de elevação do telescópio, o número de rotações contidas em cada arquivo, as constantes de calibração de cada canal e o desvio médio quadrático (*rms*) de cada arquivo de dados para cada canal antes e após a filtragem, entre outros. Na Tabela 5.3 são apresentados os valores dos parâmetros utilizados nas observações do dia 20/09/2001 para o arquivo de dados correspondente à terceira hora do período de aquisição.

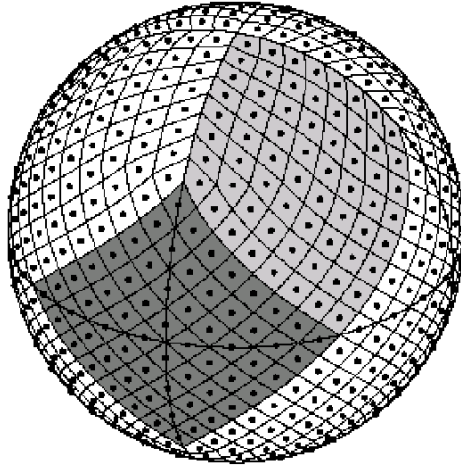


Figura 5.18 - Pixelização da esfera celeste utilizando o HEALPix. Aqui,  $N_{side} = 8$  e o número total de “pixels” é  $N_{Pixel} = 12 \times N_{side}^2$ . Todos os centros dos pixels estão localizados em  $N_{aneis} = 4 \times N_{side} - 1$  anéis de declinação constante.

Na Figura 5.19 está mostrado o diagrama esquemático das novas rotinas que foram desenvolvidas para a redução desses dados. Em essência, a estrutura da redução desses dados é a mesma já apresentada para os dados de *FS*. A diferença se resume à estrutura que elas agora devem apresentar para que seja possível a utilização do *HEALPix*.

Tabela 5.3 – Valores de alguns parâmetros da observação nas bandas Q e Ka realizadas no sítio de *WM*. Os parâmetros listados foram os utilizados durante a terceira hora de observação.

---

**SIMPLE = T / Written by IDL: Fri Jan 11 00:33:10 2002**

---

DATE = '2002-01-11' / Creation date (CCYY-MM-DD) of FITS header  
YEAR = 2001 / year of observation  
MONTH = 9 / month of observation  
DAY = 20 / day of observation  
HOUR = 2 / UT hour of observation  
NROT = 5855 / number of optical rotations in file  
ELAV = 90.4289 / Elevation average for this period(deg)  
ELRMS = 0.00659188 / Elevation RMS for this period (deg)  
CAL2 = 1.50500 / ch2 cal constants (already applied) K/V  
CAL3 = 1.88500 / ch3 cal constants (already applied) K/V  
CAL4 = 2.92380 / ch4 cal constants (already applied) K/V  
CAL6 = 2.20500 / ch6 cal constants (already applied) K/V  
CAL7 = 2.36100 / ch7 cal constants (already applied) K/V  
CAL8 = 4.10250 / ch8 cal constants (already applied) K/V  
RMS2 = 0.0396896 / Ch2 RMSs  
HPRMS2 = 0.0245307 / Ch2 10Hz Highpassed RMS  
RMS3 = 0.0492547 /Ch3 RMSs  
HPRMS3 = 0.0248986 /Ch3 10Hz Highpassed RMS  
RMS4 = 0.0418392 /Ch4 RMSs  
HPRMS4 = 0.0235847 /Ch4 10Hz Highpassed RMS  
RMS6 = 0.0711584 /Ch6 RMSs  
HPRMS6 = 0.0500346 /Ch6 10Hz Highpassed RMS  
RMS7 = 0.0687156 /Ch7 RMSs  
HPRMS7 = 0.0411019 /Ch7 10Hz Highpassed RMS  
RMS8 = 0.0780868 /Ch8 RMSs  
HPRMS8 = 0.0407130 /Ch8 10Hz Highpassed RMS

---

Os conjuntos de dados foram divididos em 15 arquivos com uma hora de gravação cada. O programa principal (Beast Run) administra o conjunto das rotinas subseqüentes, resultando no processamento dos mapas de cada um dos 15 arquivos de uma hora e do mapa de toda a observação agrupada. A rotina B-healpix lê os arquivos de dados dos radiômetros (DAQ) e as informações contidas nos arquivos de apontamento do *HSKP*. As informações de azimuth e elevação retiradas do *HSKP* são transformadas em ascensão reta e declinação, de acordo com a pixelização do *HEALPix*. Na rotina Mkheadfits é calculado o erro associado a cada pixel. Ela gera um mapa do ruído branco para cada arquivo de uma hora de dados na pixelização adotada. A rotina Gnomview é a responsável pela produção dos mapas para cada canal já com a pixelização do *HEALPix*. Para cada arquivo, podemos gerar mapas do sinal, da cobertura do céu e do ruído. Esses mapas, mostrados na Figura 5.20, são apresentados na projeção gnomônica. As rotinas read\_fits\_s e write\_fits\_sb, utilizadas respectivamente para ler e salvar os arquivos de dados no formato *FITS*, fazem parte da biblioteca *FITS* do *HEALPix*.

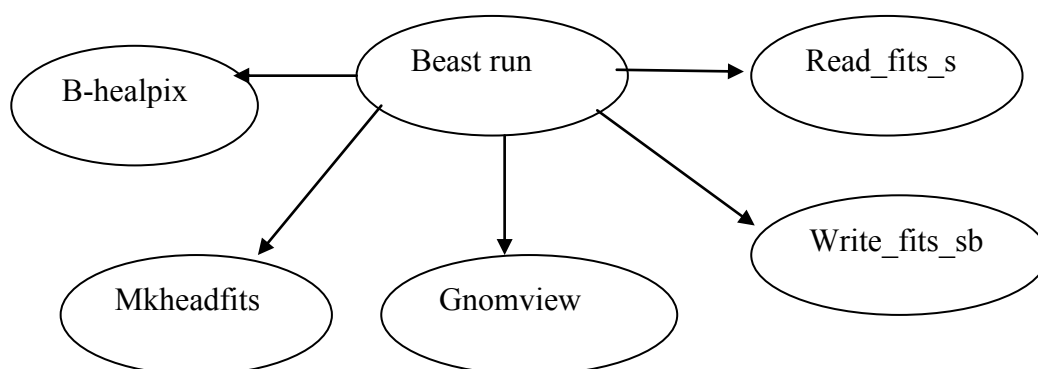


Figura 5.19 - Diagrama esquemático das rotinas utilizadas na análise dos dados apresentados do experimento *BEAST*.

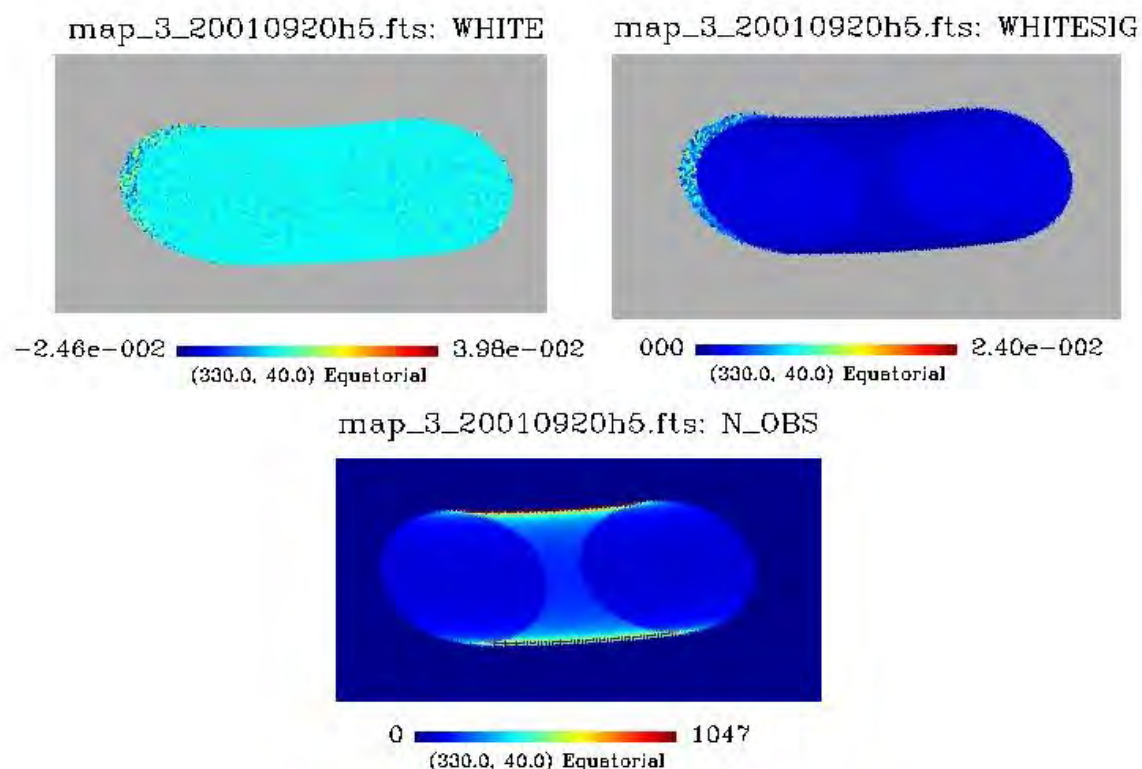


Figura 5.20 - Mapas em coordenadas gnomônicas do sinal (White), do ruído (Whitesig) e do número de vezes que cada pixel foi observado ( $n_{obs}$ ) durante a terceira hora de observação realizada no dia 20/09/2001. O nome dos mapas é determinado pelo canal (3), pela data (20010920) na pela hora UT na qual os dados foram coletados (h5). No caso acima.

Apesar de novas rotinas terem sido construídas para a redução desses dados, os critérios de rejeição de dados são ainda os mesmos utilizados nas observações de *FS*. Após a criação da série temporal, foi feita a calibração dos radiômetros e posteriormente foi utilizado um filtro passa-alta para a retirada dos “offsets” síncronos associados ao movimento do espelho plano. As constantes de calibração e a frequência utilizada para a remoção dos dados associados a esses “offsets” estão mostradas na Tabela 5.3. Na Figura 5.21 é mostrado o sinal do instrumento após a calibração e a passagem do filtro passa-alta e o erro por pixel para o canal 6 (banda Ka) em função do pixel observado para as 15 horas de dados.

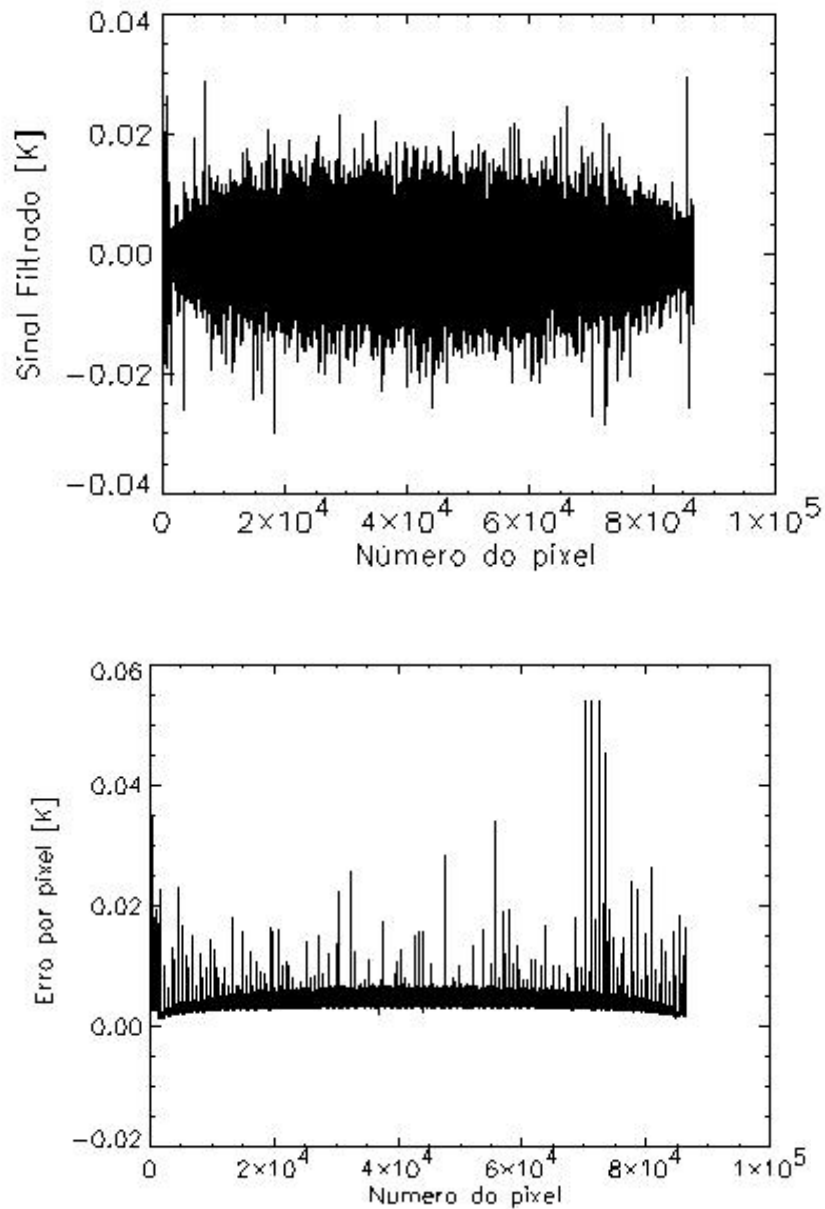


Figura 5.21 - Intensidade do sinal após a utilização do filtro passa-alta em 10 Hz e erro por pixel para o canal 6 banda Ka.

O desvio médio quadrático (*rms*) do sinal, antes e após a utilização do filtro passa-alta, de cada um dos canais com uma hora de dados se encontra na Tabela 5.3. Os desvios médios quadráticos dos sinais apresentados na Tabela 5.3 foram calculados para todas as rotações contidas nos arquivos individuais com uma hora de dados. Na Tabela 5.4 são mostrados a as intensidades máxima e mínima dos mapas, a média e o desvio



padrão desses arquivos para o canal 2. No cálculo das médias e dos desvios da Tabela 5.4 foi levado em conta o número de vezes que cada pixel foi observado pelo experimento.

Tabela 5.4 – Intensidades, média e desvio padrão dos arquivos com uma hora de dados para o canal 2

Arquivo	Intensidade	Intensidade	Média	Desvio Padrão
	Mínima K	Máxima K	(x 10 <sup>-5</sup> K)	(x 10 <sup>-3</sup> K)
map_2_20010920h0.fts	-0,0223	0,0102	1,65	2,17
map_2_20010920h1.fts	-0,0299	0,0270	-0,957	2,65
map_2_20010920h2.fts	-0,0439	0,0228	-0,382	3,49
map_2_20010920h3.fts	-0,0208	0,0236	0,205	1,99
map_2_20010920h4.fts	-0,0307	0,0197	-0,843	2,06
map_2_20010920h5.fts	-0,0232	0,0263	1,32	2,48
map_2_20010920h6.fts	-0,0519	0,0474	-0,516	2,78
map_2_20010920h7.fts	-0,0305	0,0150	-0,493	1,94
map_2_20010920h8.fts	-0,0163	0,0182	-0,996	1,99
map_2_20010920h10.fts	-0,0277	0,0148	-0,171	1,95
map_2_20010920h11.fts	-0,0288	0,0250	0,159	2,03
map_2_20010920h12.fts	-0,0341	0,0112	-0,369	1,92
map_2_20010920h13.fts	-0,0116	0,0136	-0,468	1,89
map_2_20010920h14.fts	-0,0279	0,0184	0,018	1,93
map_2_20010920h15.fts	-0,0301	0,0329	0,021	2,67

Todos os passos do processo de redução de dados discutidos acima ficam mais claros se puderem ser acompanhados pela confecção de mapas da distribuição de temperatura da região que foi observada. O primeiro conjunto de mapas construído corresponde aos mapas individuais com uma hora de observação provenientes de uma das cornetas da banda Q (canal 2 – corneta B). Esses mapas, expressos na mesma escala de temperatura

(K), estão mostrados nas Figuras 5.22 e 5.23. Projetados em coordenadas gnômicas, ainda são mapas brutos, somente os “offsets” síncronos foram retirados mediante a utilização de filtro passa-alta.

Durante a aquisição desses dados foi realizado um teste que serviu para verificar o apontamento e a sensibilidade do instrumento. O teste realizado consistiu na passagem de um avião pelo campo de visada do instrumento. O resultado desse teste é mostrado no mapa da terceira hora de aquisição de dados (map\_2\_20010920h2.fts:White) da Figura 5.22. Na Figura 5.24 está mostrado o mapa combinado dessas 15 horas de observação após a utilização do filtro passa-alta, para duas resoluções diferentes. No primeiro foi utilizada uma alta resolução para que fosse possível mostrar todo o mapa da observação e no segundo foi utilizada uma resolução menor para que fosse possível realçar as estruturas presentes no mapa. A resolução utilizada acima não está relacionada com a resolução angular do instrumento. Ela está relacionada com o grau de detalhes com a qual queremos construir os mapas.

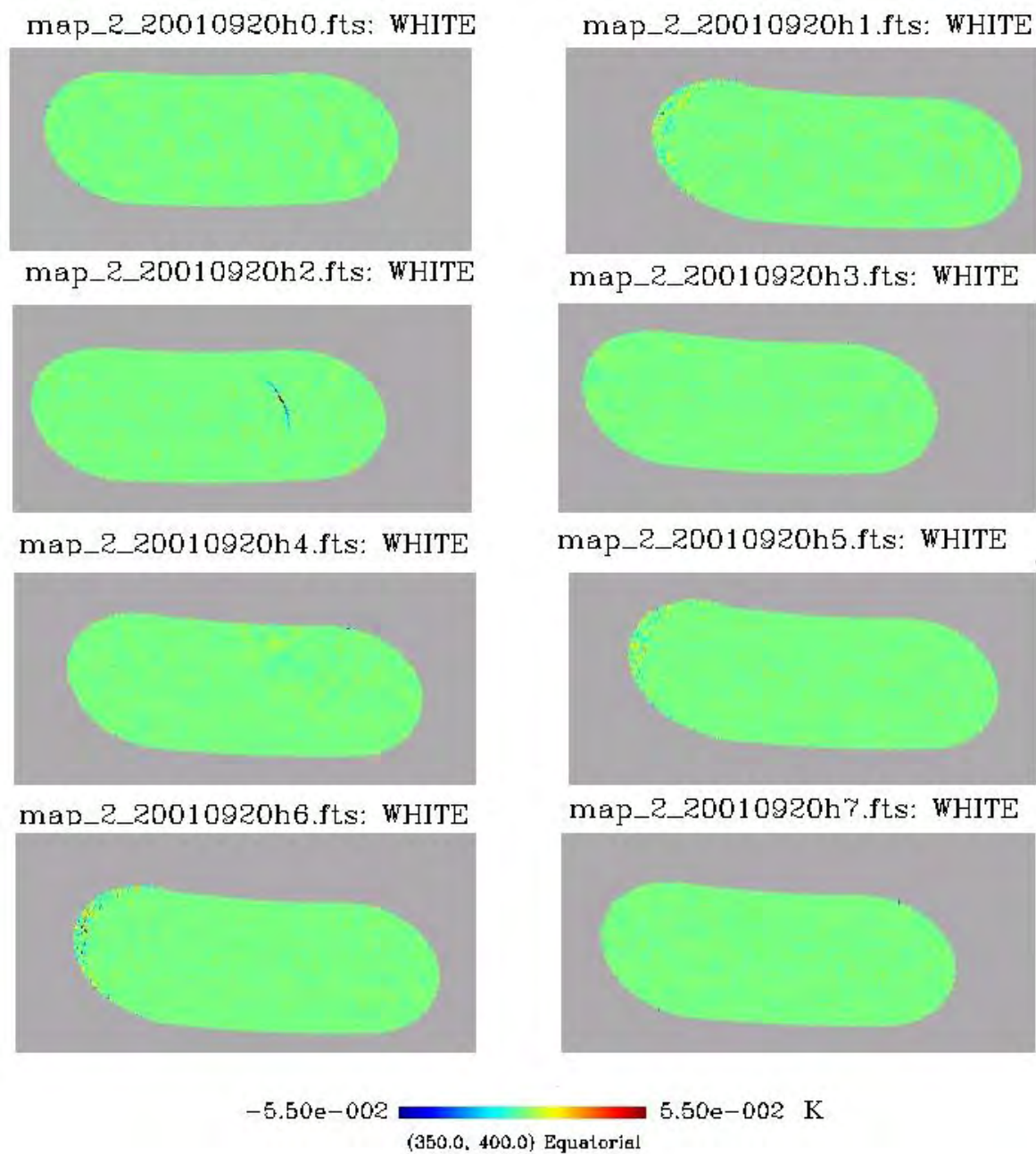


Figura 5.22 - Mapas filtrados construídos para as horas 0, 1, 2 e 3 UT (os quatro gráficos da parte de cima da figura) e 4, 5, 6 e 7 UT (os quatro da parte de baixo). A frequência do filtro passa-alta utilizado aqui foi de 10 Hz.

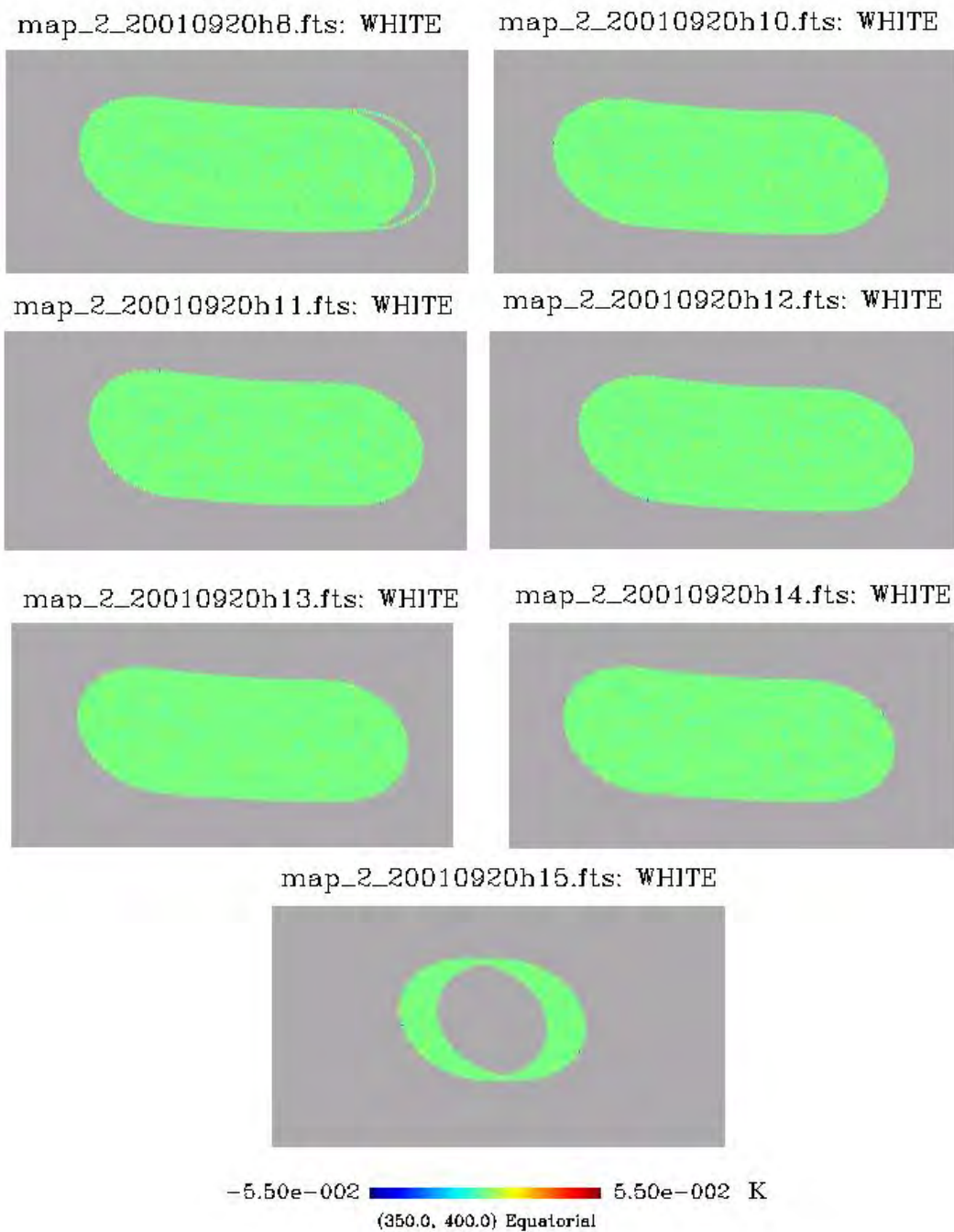
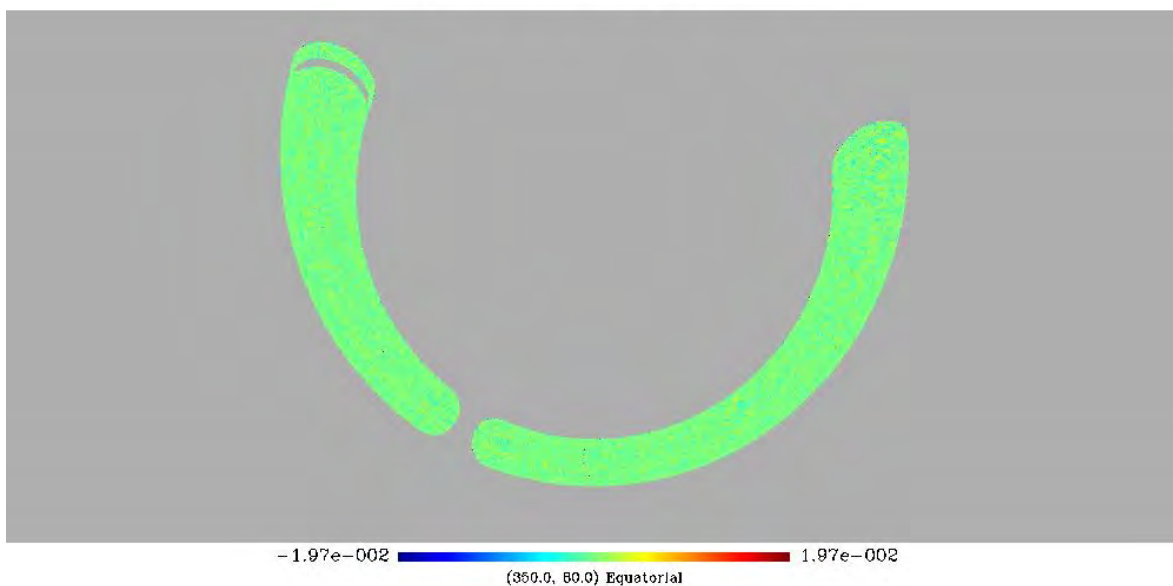


Figura 5.23 - Mapas filtrados construídos para as horas 8, 10, 11 e 12 UT (os quatro gráficos da parte de cima da figura) e 13, 14 e 15 UT (os três da parte de baixo). A frequência do filtro passa-alta utilizado aqui foi de 10 Hz.

map\_15horas\_ch2\_limpo.fts: WHITE



map\_15horas\_ch2\_limpo.fts: WHITE

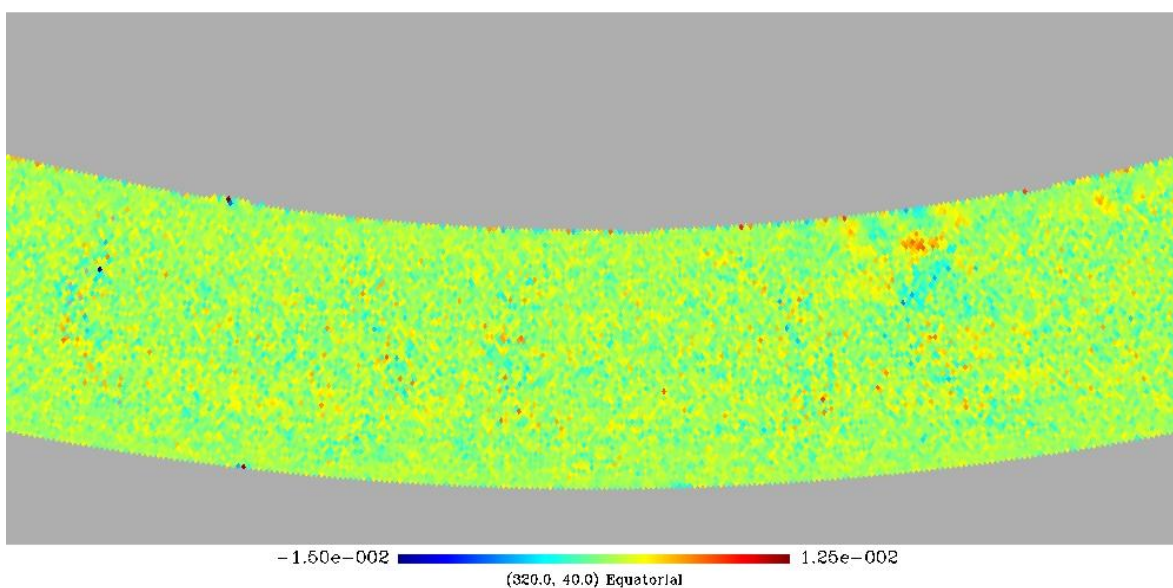


Figura 5.24 - Mapas das 15 horas de observação construídos após a utilização do filtro passa-alta na banda Q (canal 2). No mapa da parte superior da figura foi adotada uma resolução de 20' e no mapa da parte inferior a resolução foi de 2'.

O passo seguinte no processo de redução preliminar dos dados foi a remoção da contribuição da Galáxia. A opção escolhida para a descontaminação da emissão Galáctica nesses mapas foi a seguinte: foram construídos mapas da emissão Galáctica em 30 GHz e 41 GHz com intensidade máxima de 100  $\mu\text{K}$  (veja Figura 5.25). Com a ajuda do *HEALPix*, todos os pixels com intensidade igual a 100  $\mu\text{K}$  foram considerados como “bad pixels”. Foi feita então a comparação, pixel a pixel, dos mapas da emissão Galáctica com os mapas construídos a partir das observações. Todos os pixels dos mapas das observações que fossem coincidentes com os “bad pixels” foram removidos do conjunto de dados. Nos mapas das Figuras 5.25 estão representados a descontaminação da emissão Galáctica descrita acima. Na Figura 5.25a está mostrado o mapa da emissão Galáctica em 41 GHz com corte em 100  $\mu\text{K}$  e na 5.25b o mesmo mapa com os “bad pixels” mostrados. Nas Figuras 5.25c e d estão mostradas os mapas das observações na mesma frequência antes e após a retirada da contribuição da Galáxia. Na Figura 5.26 é repetido todo o processo na frequência de 30 GHz. Devido à maior intensidade da emissão Galáctica em baixas frequências, percebe-se que em 30 GHz mais área foi cortada do que em 41 GHz.

Um dos grandes problemas no processo de redução dos dados de experimentos destinados a fazer medidas de anisotropias da *RCFM* consiste na remoção dos “foregrounds” extragalácticos tais como, por exemplo, radiofontes e quasares que comportam-se como fontes pontuais, devido à escala angular do BEAST. Nessa análise preliminar, todos os pixels do mapa com intensidades maiores ou iguais a  $\pm 5\sigma$  e que tenha sido observado mais de 50 vezes foram removidos. Esse procedimento não é idêntico à remoção de fontes pontuais, já que não se procurou por objetos com um fluxo maior que um nível pré-determinado num catálogo que estivessem presentes no campo de visada do instrumento. Entretanto, devido ao efeito de diluição do feixe (21' e 30') e ao entendimento que um mapa da *RCFM* limpo não deve apresentar regiões com incursões em temperatura muito acima ou muito abaixo da média do mapa, consideramos que o corte de pixels em  $\pm 5\sigma$  atende à necessidade de remoção deste tipo de “foreground” para uma análise preliminar. O corte removeu 94 pixels de mapas que, em média, possuíam 50.000 pixels, ou 0,2% dos dados.

Os mapas resultantes nas bandas Q (corneta 4) e Ka (corneta 7) após o processo de remoção de contaminantes estão mostrados na Figura 5.27. Na Tabela 5.5 estão mostradas as temperaturas *rms* dos mapas e as incertezas da medida combinando os canais de mesma frequência.

Tabela 5.5 – Temperatura *RMS* dos mapas após a remoção dos contaminantes

<b>Banda</b>	<b>Horas</b>	<b>RMS (<math>\times 10^{-6}</math>) K</b>	<b>Incerteza (<math>\times 10^{-6}</math>) K</b>
Q (41 GHz)	7	30	2
Ka (30 GHz)	8	139	10

As incertezas na Tabela 5.5 correspondem somente aos erros estatísticos. Os erros sistemáticos e instrumentais do sistema ainda não foram calculados mas, baseado em desempenho dos HEMTs em experimentos anteriores com uma única corneta (ACME-SP, ACME-MAX e HACME), sabe-se que a incerteza total (estatística + sistemática + instrumental) pode chegar a 30% da temperatura medida.

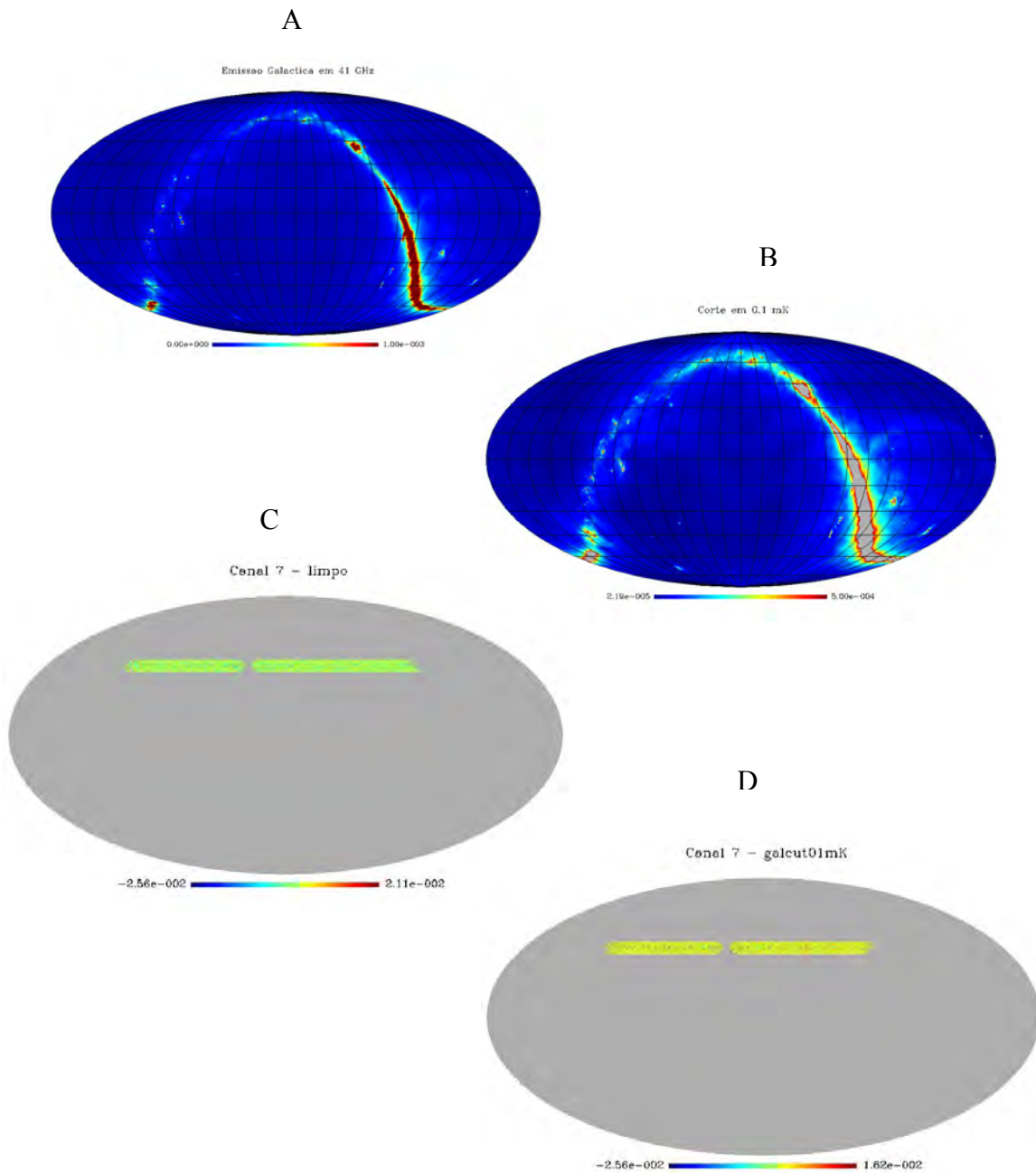


Figura 5.25- (A) Mapa da emissão Galáctica com intensidade máxima de  $100 \mu\text{K}$ . (B) Mapa da emissão Galáctica com os “bad pixels” representados pela cor cinza. (C) Mapa da intensidade do sinal medido pelo experimento antes da remoção da contribuição Galáctica. (D) Mapa do sinal após a remoção da emissão da Galáxia. (Projeção Mollwiede). Todos os mapas são na frequência de 41



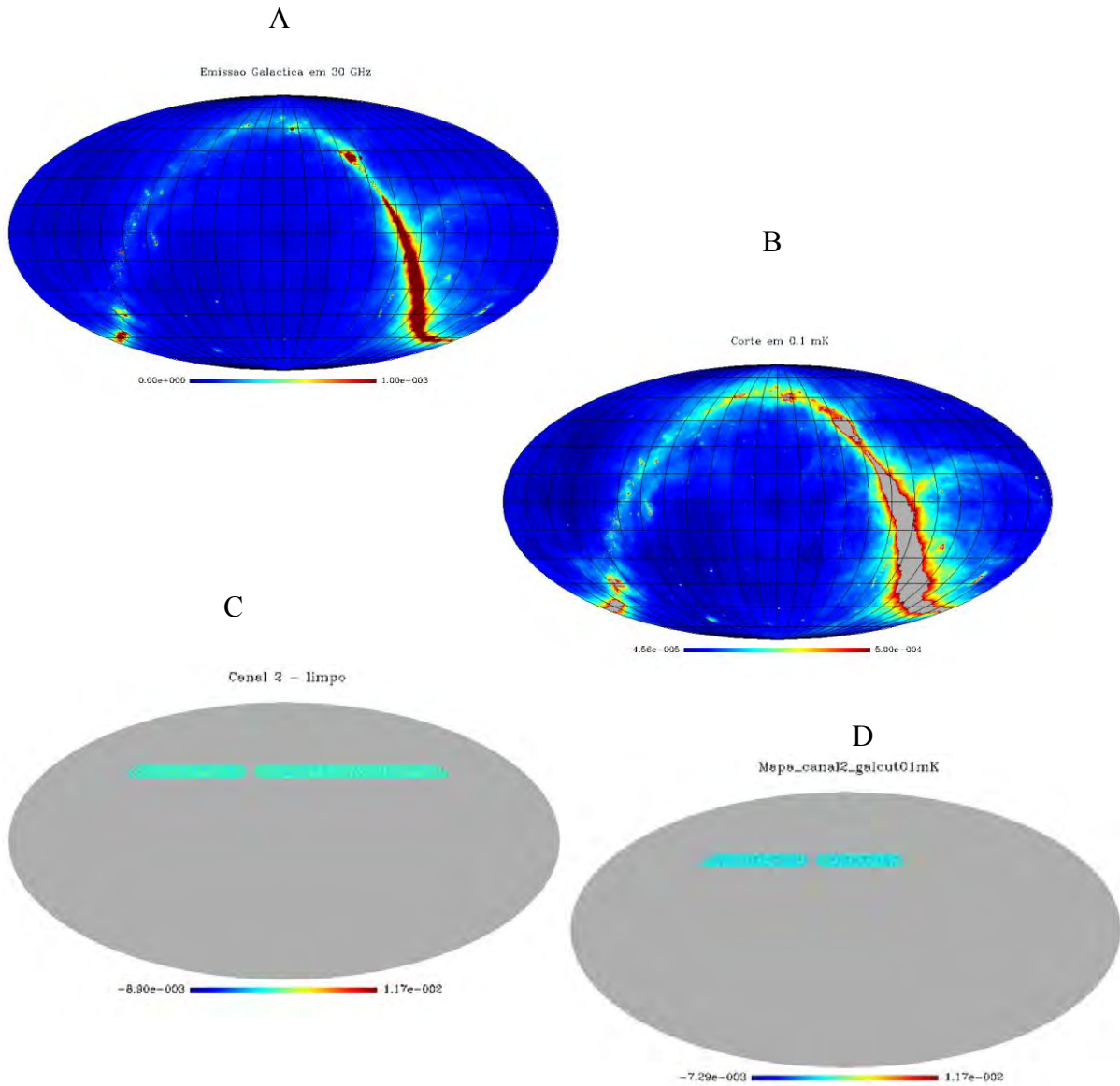
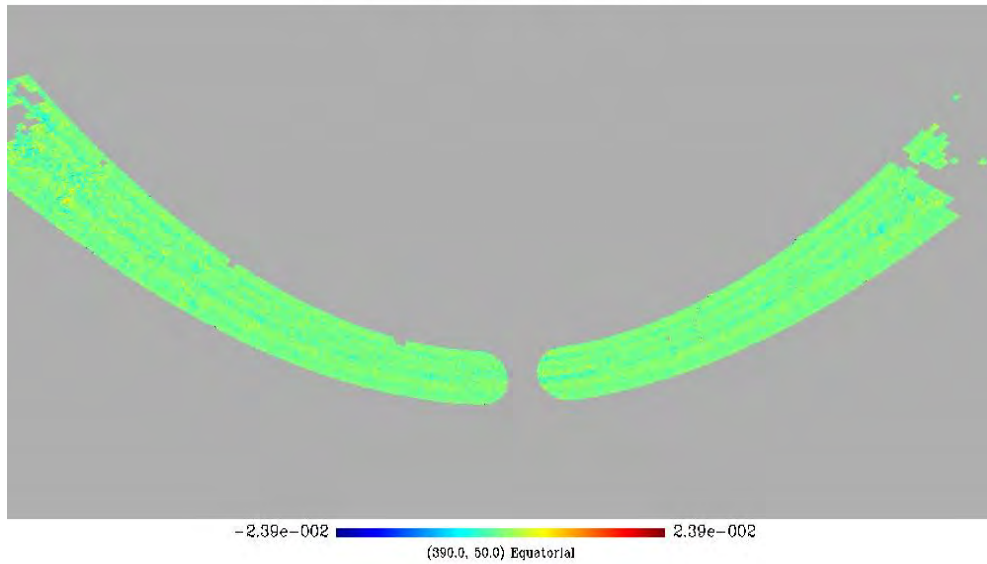


Figura 5.26- (A) Mapa da emissão Galáctica com intensidade máxima de 100  $\mu\text{K}$ . (B) Mapa da emissão Galáctica com os “bad pixels” representados pela cor cinza. (C) Mapa da intensidade do sinal medido pelo experimento antes da remoção da contribuição Galáctica. (D) Mapa do sinal após a remoção da emissão da Galáxia. (Projeção Mollwiede). Todos os mapas são na frequência de 30 GHz.

map\_ch4\_galcut01mk.fts: WHITE



map\_ch7\_gal01mk\_fontes.fts: WHITE

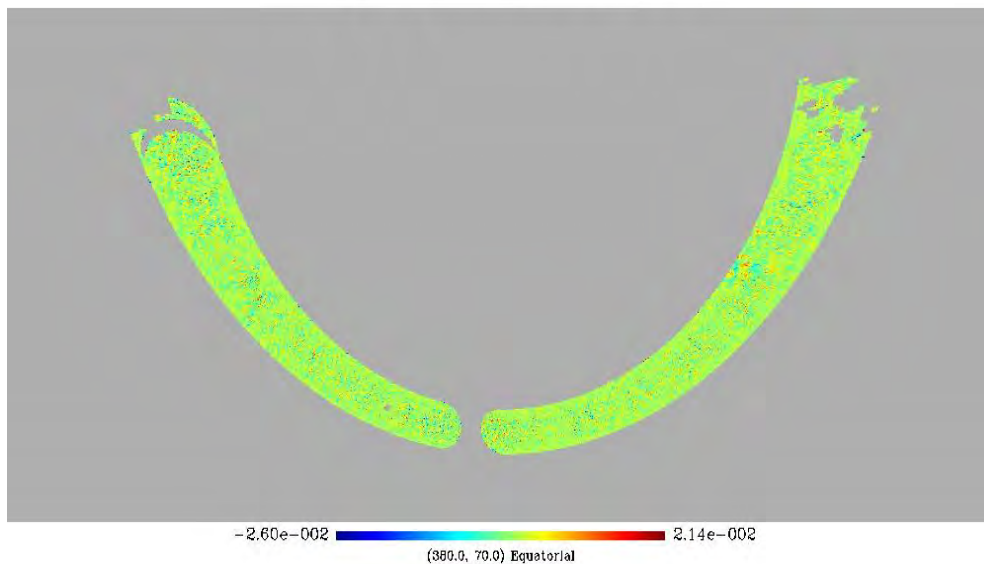


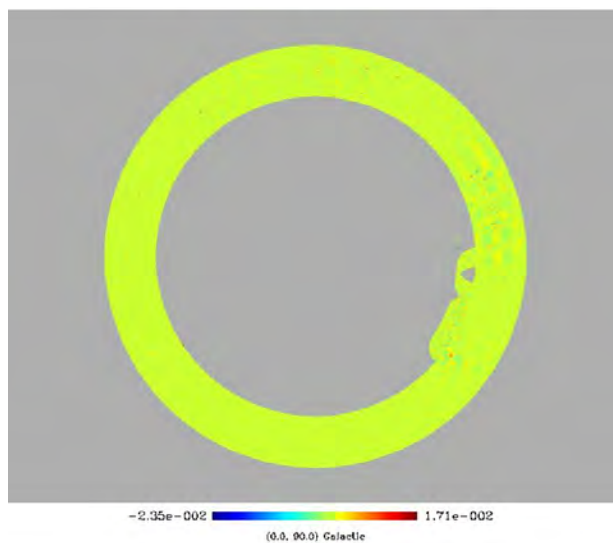
Figura 5.27- Mapas após o processo de remoção da Galáxia. O mapa na parte superior da figura é para a corneta 4 (banda Q) e o da parte de baixo para a corneta 7 (banda Ka). (Projeção gnomônica)

Devido ao complexo processo de redução de dados, que exige uma cuidadosa remoção dos contaminantes do sinal da RCFM e um entendimento preciso dos erros sistemáticos e instrumentais envolvidos nas medidas e, ainda, em virtude da baixa relação sinal/ruído, serão necessárias várias etapas adicionais para que os números apresentados neste trabalho sejam considerados finais. Como exemplo de procedimentos que ainda vão ser feitos, podemos citar: a combinação de vários dias de observação para aumentar a relação sinal-ruído e minimizar as incertezas instrumentais e sistemáticas; teste de diferentes níveis de corte de pixels com temperaturas acima e abaixo de  $\pm 5\sigma$ ; correlação dos pixels cortados com catálogos conhecidos de fontes pontuais (Parkes, PMN, WOMBAT survey, etc.); comparação do corte Galáctico feito (por intensidade da emissão do sinal Galáctico em relação ao mapa da RCFM) com o corte Galáctico padrão, onde se remove uma região simétrica acima e abaixo do plano Galáctico e a combinação dos mapas das duas frequências (30 GHz e 41 GHz) num só mapa com um nível de ruído mais baixo.

Foram também gerados mapas combinados (soma e subtração) de temperatura para as duas frequências com 12 dias de observação. A soma é feita combinando-se cada canal para os 12 dias e fazendo-se a conversão para temperatura termodinâmica. O mapa da diferença é criado, também para cada canal, somando-se os seis primeiros dias de dados e subtraindo-se dos seis últimos. Esse procedimento garante, numa primeira inspeção, que mapas somados apresentam um sinal constituído de RCFM, Galáxia, atmosfera, fontes pontuais e ruído do sistema de detecção, e os mapas subtraídos devem apresentar somente ruído, uma vez que, em média, não há variação temporal destes componentes na escala de tempo da soma. O procedimento de remoção dos contaminantes descrito anteriormente ainda não foi implementado na análise dos mapas de 12 dias, de modo que os mapas mostrados na Figura 5.28 são somente mapas preliminares de soma e diferença. O valor da temperatura RMS para os mapas somados é de  $915 \mu K$  e, para os

mapas subtraídos, de  $766 \mu K$ . Esses mapas mostram um excesso de sinal de cerca de  $180 \mu K$  em relação ao ruído do sistema.

A) Mapa Somado para 12 dias de observação  $T_{RMS} = 915 \mu K$



B) Mapa da diferença para 12 dias de observação  $T_{RMS} = 766 \mu K$

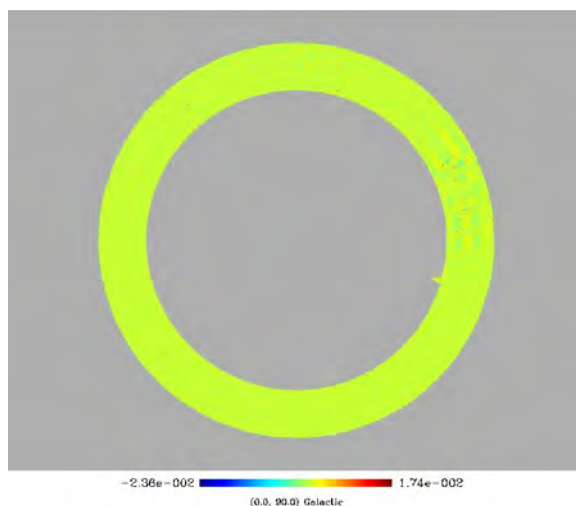


Figura 5.28- Mapas combinados para o canal 2 correspondente a 12 dias de observação em setembro e outubro de 2001.

Embora os resultados apresentados neste trabalho sejam preliminares, é extremamente importante ressaltar que eles são perfeitamente compatíveis com outros resultados recentes encontrados na literatura (cf. Tabela 2.3). No próximo capítulo será apresentada a discussão dos resultados obtidos com a campanha do BEAST em WM e uma comparação qualitativa com os resultados dos principais instrumentos da atualidade.



## 6 CONCLUSÕES

Neste trabalho foram apresentados os resultados preliminares das medidas de anisotropia de temperatura da Radiação C3smica de Fundo em Micro-ondas obtidas pelo telesc3pio *BEAST*. Obtivemos  $T_{RMS} = (30 \pm 2)\mu K$  na banda Q (41 GHz) e  $T_{RMS} = (139 \pm 10)\mu K$  na banda Ka (30 GHz). As incertezas apresentadas correspondem somente aos erros estat3sticos; erros sistem3ticos e instrumentais ainda n3o foram incorporados ao resultado acima. Apesar desses resultados serem provenientes de um conjunto de medidas realizadas no solo, o bom desempenho apresentado pelo seu sistema de radi3metros e pela t3cnica de observa3o adotada nos permite prever que, t3o logo as campanhas observacionais a bordo de bal3es estratosf3ricos tenham in3cio, os resultados cient3ficos resultantes de suas medidas ser3o, no m3nimo, t3o competitivos quanto os resultados divulgados recentemente por outros experimentos (e.g *BOOMERAng* e *MAXIMA*; vide Tabela 2.3 para as refer3ncias sobre esses experimentos e a Tabela 6.1 para uma compara3o com outros experimentos a bordo de bal3o estratosf3rico). Al3m disso, obtivemos uma estimativa do excesso de sinal de cerca de  $180 \mu K$  em rela3o ao ru3do do sistema, obtidos a partir dos mapas provenientes de 12 dias de observa3o.

Nas Figuras 6.1 e 6.2 s3o mostrados os resultados mais recentes de experimentos que mediram anisotropias da *RCFM*, em fun3o de suas frequ3ncias de opera3o e resolu3es angulares. Apesar de, neste trabalho, n3o ter sido obtido o espectro de pot3ncia da distribu3o angular de temperaturas para as medidas apresentadas, as varia3es de temperatura  $T_{RMS}$  da ordem de  $10^{-5}$  obtidas com o *BEAST* s3o consistentes com os resultados dos experimentos listados na Figura 6.1.

TABELA 6.1 – Comparação de alguns parâmetros das missões realizadas pelo *BOOMERAng*, *MAXIMA* e *BEAST*. ]

Experimento	Frequência GHz	Tempo de observação	Área coberta no céu /( $^{\circ}$ ) <sup>2</sup>	Área do céu coberta em (%)	Sensibilidade média ( $\mu K \sqrt{s}$ )
BEAST	41	15 horas	1800	3	250
<i>BEAST</i>	30	15 horas	1800	3	500
<i>MAXIMA</i>	150	7 horas	122	0,3	100
<i>BOOMERAng</i>	150	10 dias	1800	3	200

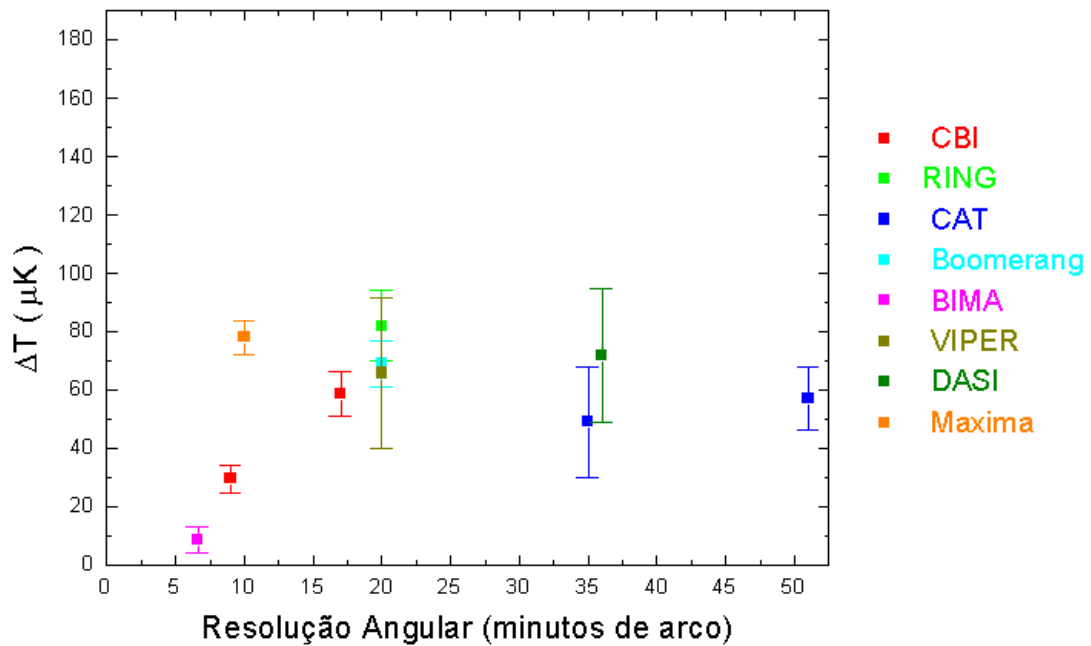


Figura 6.1 - Resultados das medidas mais recentes de flutuações de temperatura da *RCFM* em função da resolução angular dos experimentos.





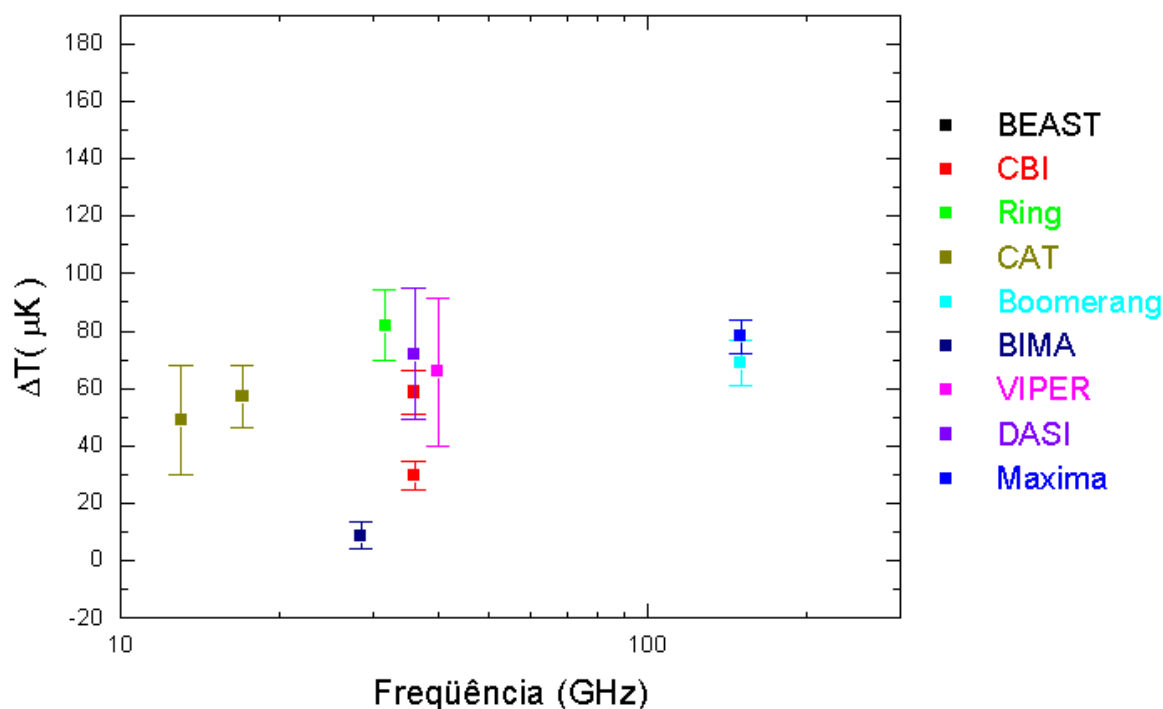


Figura 6.2- Resultados das medidas mais recentes de flutuações de temperatura da *RCFM* em função da frequência de observação dos experimentos.

Um experimento do porte do *BEAST* deve realizar um planejamento prévio detalhado da estratégia da missão, para que os riscos de insucessos sejam minimizados. Esse trabalho começa com a realização de simulações das campanhas observacionais que o experimento irá realizar. A partir destas simulações, é possível escolher qual das estratégias simuladas é a que melhor proporciona um máximo de sensibilidade por pixel em função do tempo gasto na observação. Mostramos o simulador que permite otimizar a estratégia de observação a ser adotada numa dada missão. Os resultados apresentados por essas simulações mostraram que o simulador é, de fato, um excelente guia para o planejamento de futuras missões do projeto *ACE*. Ele continua sendo aprimorado de modo a ser cada vez mais utilizado também durante o processo de análise, quando

simulações Monte Carlo das missões serão realizadas para auxiliar no estudo da estatística dos mapas.

Na Figura 6.3 são mostradas as regiões do espaço de multipolo em função da frequência que os vários experimentos para medidas de anisotropias da *RCFM* cobrem. As partes sombreadas da figura indicam as regiões nas quais as flutuações de temperatura ocasionadas pelos “foregrounds”, Galáctico e extragaláctico, excedem o sinal cosmológico. A região hachurada com linhas verdes é dominada pelas fontes pontuais, as com linhas vermelhas correspondem à poeira, a região com linhas azuis claras correspondem à emissão livre-livre e as linhas rosas demarcam a região dominada pela emissão síncrotron. A região branca da figura corresponde às regiões hachuradas da figura mostram as áreas onde a contribuição dos “foregrounds” excede o sinal cosmológico nos 20% de área mais limpos do céu. Nela estão marcadas duas regiões relacionadas com as regiões de observação do *BEAST*. A região marcada por uma caixa azul, representa o experimento na sua configuração atual e a caixa preta, com o nome *BEAST2*, representa a região que será observada pelo *BEAST* com mais uma frequência (90 GHz). É interessante notar que a caixa que delimita a região a ser observada pela nova configuração do *BEAST* (*BEAST2*) corresponde a uma fração significativa da região atualmente observada pelo satélite *MAP*.

Além de mapear um grande intervalo de multipolos no espectro de potência angular da *RCFM*, o *BEAST* é considerado um experimento precursor do Planck, um satélite da Agência Espacial Européia (*ESA*). Assim como o *BEAST*, o Planck também utiliza uma montagem gregoriana e a abertura do telescópio é de 1,5 m. Ele ocupará o ponto lagrangeano L2 do sistema Terra-Sol e deverá ter uma vida útil entre 1,5 e 5 anos. O experimento Planck reúne dois instrumentos, originalmente projetados como experimentos distintos: o Low Frequency Instrument (*LFI*) e o High Frequency Instrument (*HFI*). O *LFI* utiliza *HEMTs* em quatro frequências: 31,5 GHz, 53 GHz, 90 GHz e 125 GHz, enquanto que o *HFI* faz uso de bolômetros em 143 GHz, 217 GHz, 353 GHz, 545 GHz e 857 GHz.

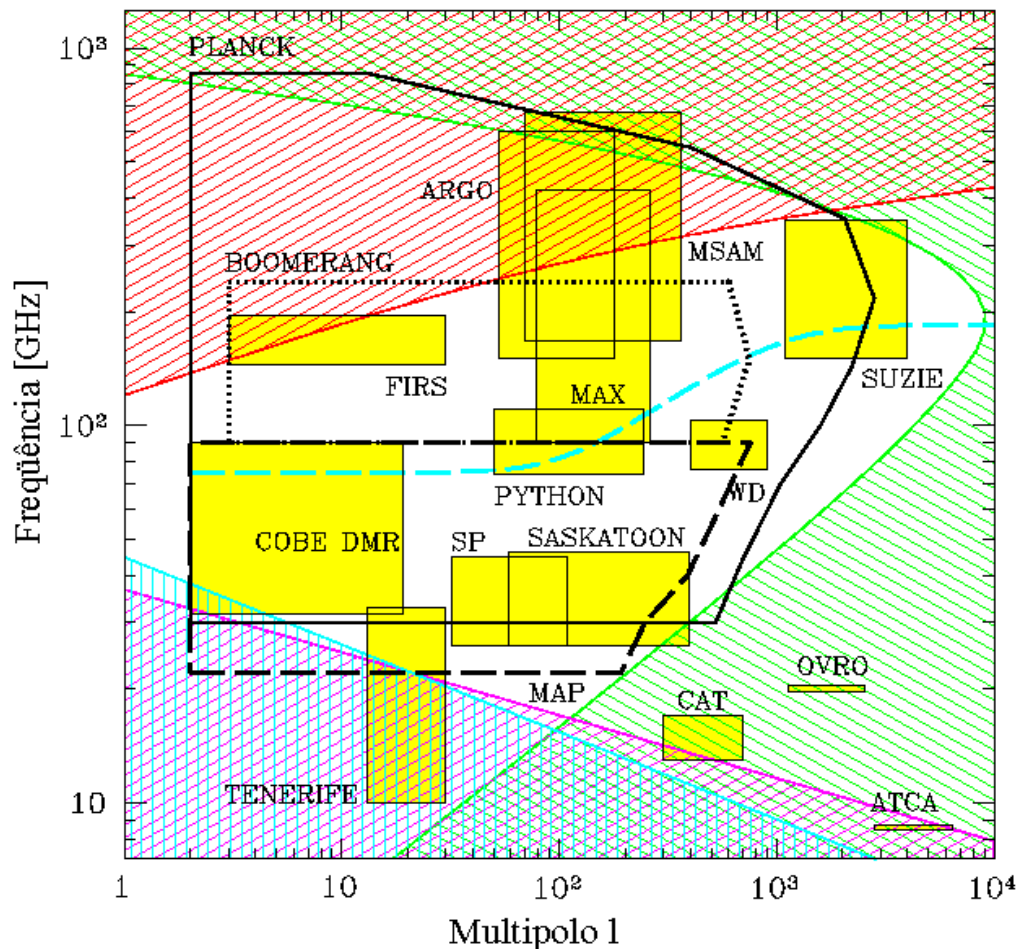


Figura 6.3- As caixas indicam as regiões cobertas no espaço de multipolos e frequência por diversos experimentos recentes que medem anisotropias da RCFM.  
 FONTE: Adaptado de Tegmark (2001)

A quantidade dos dados já coletados pelo BEAST em White Mountain ultrapassa a 200 Gbytes e essa quantidade deve aumentar sistematicamente nos próximos meses com a continuidade da missão no solo e um provável vôo a bordo de balão estratosférico no segundo semestre de 2002. Também em 2002 entrará em operação um novo arranjo de cornetas, com mais uma frequência de operação (90 GHz) e uma réplica do *BEAST*, operando com bolômetros, nas frequências de 180 GHz e 270 GHz (*BOOST*). A grande quantidade de dados certamente vai melhorar a relação sinal-ruído dos canais nas bandas Q e Ka, permitindo também a melhor compreensão dos vários tipos de ruídos presentes nesse tipo de missão: branco,  $1/f$ , térmico, etc. Com isso será possível atingir

as sensibilidades abaixo de  $1 \mu\text{K}$  necessárias para a detecção do sinal polarizado da *RCFM*.

A detecção da polarização é, certamente, um dos principais objetivos da nova geração de experimentos para medir a *RCFM*. Uma detecção com bom nível de confiabilidade permitirá conhecer as componentes vetoriais e tensoriais da *RCFM*, colocando limites para o ruído de fundo de ondas gravitacionais e, talvez, quebrar a degenerescência atual que existe na determinação do modelo de Universo em que vivemos.



## REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

Alpher, R.A.; Herman, R.C. Evolution of the Universe. *Nature*, v,16, p.774, 1948.

Baker, J.C.; Grainge, K.; Hobson, M.P.; Jones, M.E.; Kneissl, R.; Lasenby, A.N.; O'Sullivan, C.M.M.; Pooley, G.; Rocha, G.; Saunders, R.; Scott, P.F.; Waldram, E.M. Detection of cosmic microwave background structure in a second field with the cosmic anisotropy telescope. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v.308, p.1173-1178, 2000.

Barreiro., R.B. The cosmic microwave background state of the art. *Preprint Astroph/9907094*.

Bennett, C.L.; Banday, A.J.; Gorski, K.M.; Hinshaw, G.; Jackson, P.; Keegstra, P.; Kogut, A.; Smoot, G.F.; Wilkinson, D.T.; Wright, E.L. Four-Year COBE DMR cosmic microwave background observations: maps and basic results. *The Astrophysical Journal Letters* .v. 464, L1, 1996.

Bensadoun, M.; Bersanelli, M.; de Amici, G.; Kogut, A.; Levin, S.M.; Limon, M.; Smoot, G.F.; Witebsky, C. Measurements of the cosmic microwave background temperature at 1.47 GHz. *The Astrophysical Journal*, v. 409, n. 1, p.1-13, 1993.

Bernstein, G.M.; Fischer, M.L.; Richards, P.L.; Peterson, J.B.; Timusk, T. A measurement of the spectrum of the cosmic background radiation from 1 to 3 millimeter wavelength. *The Astrophysical Journal*, v. 362, n.1, p.107-113, 1990.

Bersanelli, M.; Witebsky, C.; Bensadoun, M.; de Amici, G.; Kogut, A.; Levin, S.M.; Smoot, G.F. Measurement of the cosmic microwave background radiation temperature at 90 GHz. *The Astrophysical Journal*, v. 339, p. 632-637, 1989.

Bersanelli, M.; Muciaccia, P.F.; Natoli, P.; Vittorio, N.;Mandolesi, N. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*. v. 121, p. 393, 1997.

Bersanelli, M.; Bensadoun, M.; de Amici, G.; Levin, S.; Limon, M.; Smoot, G.F.; Vinje, W. Absolute measurement of the cosmic microwave background at 2 GHz. *The Astrophysical Journal*, v. 424, n.1, 517-529, 1994.

Carlstrom, J.E.; Joy, M.; Grego, L.;Holder, G.; Holzapfel, W.L.; LaRoque, S.; Mohr, J.J.; Reese, E.D. The Sunyaev-Zel'dovich effect: results and future prospects. *Preprint astro-ph/0103480*

Cheng, E.S.; Cottingham, D.A.; Fixsen, D.J.; Inman, C.A.; Kowitt, M.S.; Meyer, S.S.; Page, L. A.; Puchalla, J. L.; Silverberg, R. F. A measurement of the medium-scale

anisotropy in the cosmic microwave background radiation. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 422, p. L37, 1994.

Coble, K.; Dragovan, M.; Kovac, J., N.; Halverson, W.; Holzappel, W.L.; Knox, L.; Dodelson, S.; Ganga, K.; Alvarez, D.J.; Peterson, B.; Griffin, G.; Newcomb, M.; Miller, K.; Platt, S.R.; Novak G. Anisotropy in the cosmic microwave background at degree angular scales: Python V results. *The Astrophysical Journal Letters*, p. 519, p. L5-L8, 1999.

De Amici, G.; Smoot, G.F; Friedman, S.D.; Witebsky, C. New 33 GHz measurement of cosmic microwave background radiation intensity. *The Astrophysical Journal*, v. 298, p.710-731, 1985.

De Amici, G.; Limon, M.; Smoot, G.F.; Bersanelli, M.; Kogut, A.; Levin, S. The temperature of the cosmic microwave background radiation at 3.8 GHz: results of a measurement from the South Pole site. *The Astrophysical Journal*, v. 381, p. 341-347, 1991.

De Bernardis, P.; Aquilini, E.; Boscaleri, A.; de Petris, M.; D'Andreta, G.; Gervasi, M.; Kreysa, E.; Martinis, L.; Masi, S.; Palumbo, P.; Scaramuzzi, F. Degree-scale observations of cosmic microwave background anisotropies *The Astrophysical Journal Letters*, v. 422, p. L33-L36, 1994.

De Bernardis; P.; Ade, P.A.R.; Bock, J.J.; Bond, J.R.; Borrill, J. Boscaleri, A.; Coble, K.; Crill, B.P.; Gasperis, G.; Farese, P.C.; Ferreira, P.G.; Ganga, K.; Giacometti, M.; Hivon, E.; Hristov, V.V.; Iacoangeli, A.; Jaffe, A.H.; Lange, A.E. Martins, L.; Mais, S.; Mason, P.V.; Mauskopf, P.D.; Melchiorri, A.; Miglio, L.; Montrot, T.; Netterfield, C.B.; Pascale, E.; Piacentini, F.; Pogosyan, D.; Prunet, S.; Rao, S.; Romeo, G.; Ruhl, J.E.; Scaramuzzi, D; Sforna, D.; Vittorio, N. A flat Universe from high-resolution maps of the cosmic microwave background radiation. *Nature*, v. 404, p. 955-959, 2000.

Delabrouille, J. Analysis of the accuracy of a destriping method for the future cosmic microwave background mapping with the PLANCK SURVEYOR satellite. *Astronomy. Astrophys. Suppl. Ser.* v.127, p. 555-567, 1996.

De Oliveira-Costa, A.; Devlin, M.J.; Herbig, T.; Miller, A.D.; Netterfield, C.B.; Page, L.A.; Tegmark, M. Mapping the cosmic microwave background anisotropy: combined analysis of QMAP flights. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 509, p. L77-L80, 1998.

Dicke, R.H.; Peebles, P.J.E.; Roll, P.G. e Wilkinson, D.T. Cosmic black-body Radiation. *The Astrophysical Journal*, v. 142, p. 414, 1965.

Dragovan, M.; Ruhl, J.E.; Novak, G.; Platt, S.R.; Crone, B.; Pernic, R.; Peterson, J.B. Anisotropy in the microwave sky at intermediate angular scales. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 427, p. L67-L70, 1994.



- Ewing, M.S.; Burke, B.F.; Staelin, D.H. Cosmic background measurement at a wavelength of 9.42 mm. *Physical Review Letters*, v.19, p.1251, 1967.
- Femenia, B.; Rebolo, R.; Gutierrez, C. M.; Limon, M.; Piccirillo, L. The Instituto Astrofísica de Canarias-Bartol cosmic microwave background anisotropy experiment: results of the 1994 campaign. *The Astrophysical Journal*, PV.498, p.117, 1998.
- Figueiredo, N. *Radiação cósmica de fundo em micro-ondas: instrumentação e observações em escalas angulares compreendidas entre 0,15° e 10°*. Tese (Doutorado em astrofísica) - Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, Brasil, 1997.
- Fischer, M. L.; Alsop, D.C.; Cheng, E.S.; Clapp, A.C.; Cottingham, D.A.; Gundersen, J.O.; Kock, T. C.; Kreysa, E.; Meinhold, P.R.; Lange, A.E.; Lubin, P.M.; Richards P. L.; e Smoot, G.F. A millimeter-wave system for observation of anisotropy in the cosmic background radiation on angular scales from 0,3 to 3 degrees. *The Astrophysical Journal*, v. 388, p. 242-252, 1992.
- Fixsen, D.J; Cheng, E.S; Gales, J.M.; Mather, J.C.; Shafer, R.A.; Wright, E.L. The cosmic Microwave Background Spectrum from the full COBE FIRAS data set. *The Astrophysical Journal*, v. 473, p. 576, 1996.
- Fomalont, E.B.; Partridge, R. B.; Lowenthal, J.D.; Windhorst, R.A. Limits to cosmic background radiation fluctuations at 8.44 GHz between angular scales 10 and 200 arcsec. *The Astrophysical Journal*, p. 404, p. 8-20, 1993.
- Friedman, S.D.; Smoot, G.F.; Amancini., G. Measurement of the cosmic background radiation temperature at 3.0 cm. *Physical Review D (Particles and Fields)*, v. 29, p. 2677-2679, 1984.
- Ganga, K.; Cheng, E.; Meyer, S.; Page, L. Cross-correlation between the 170 GHz survey map and the COBE differential microwave radiometer first-year maps. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 410, p. L57, 1993.
- Ganga, K.; Page, L.; Cheng, E.; Meyer, S. The amplitude and spectral index of the large angular scale anisotropy in the cosmic microwave background radiation. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 432, p. L15, 1994.
- Ganga, K.; Ratra, B; Church, S.E.; Sugiyama, N.; Ade, P.A. R.; Holzapfel, W.L.; Mauskopf, P.D.; Lange, A.E. Using Sunyaev-Zeldovich Infrared Experiment (SuZIE) Arcminute-Scale Cosmic Microwave Background Anisotropy Data to Probe Open and Flat Lambda Cold Dark Matter Cosmogonies. *The Astrophysical Journal*, p. 484, p. 51, 1997.
- Gamow, G. The origin of elements and separation of galaxies. *Phys. Rev.*,

v.74, p. 505,1948a.

Gamow, G. The evolution of the Universe. *Nature.*, v.162, p. 680,1948b.

Gundersen, J.O.; Clapp, A. C.; Devlin, M; Fischer, M.; Holmes, W.; Lange, A.; Lubin, P.M.; Meinhold, P.R.; Richards P.e Smoot, G. F. A degree scale anisotropy measurement of the cosmic microwave background near the star Gamma Ursae Minoris. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 413, p. L1-L5, 1993.

Gundersen, J.O.; Lim, M.; Staren, J.; Wuensche, C.A.; Figueiredo, N.; Gaier, T.C.; Koch, T.; Meinhold, P.R.; Seiffert, M.D.; Cook, G.; Segale, A.; Lubin, P.M., Degree-scale anisotropy in the cosmic microwave background: SP94 results *The Astrophysical Journal Letters-parte 2*, v. 443, p. L57-L60, 1995.

Gundersen, J.O. *Degree scale anisotropy measurements of the cosmic microwave background*. Tese de Doutorado-Universidade da Califórnia, Santa Bárbara, USA, 1995.

Gutiérrez, C.M.; Rebolo, R.; Watson, R.A.; Davies, R.D.; Jones, A.W.; Lasenby, A.N. The Tenerife cosmic microwave background maps: observations and first analysis. *The Astrophysical Journal*, v.529, p. 47-55, 2000.

Halverson, N.W.; Leitch, E.M ; Pryke, C.; Kovac,J ; Carlstrom, J.E.; Holzzapfel, W.L.; Dragovan, M.; Cartwright, J. K. DASI first results: a measurement of the cosmic microwave background angular power spectrum. *Preprint astro-ph/0104489*

Hanany, S.; Ade, P.A.R.; Balbi, A.; Bock, J.J.; Borrill, J.; Boscaleri, A.; de Bernardis, P.; Ferreira, P.G.; Hristov, V.V.; Jaffe, A.H.; Lange, A.E.; Lee, A.T.; Mauskopf, P.D.; Netterfield, Oh, S; Pascale, E.; Rabbii, B.; Richards, P.L.; Smoot, G.F.; Stompor, R.; Winant, C.D. e Wu, J.H.P. A measurement of the cosmic microwave background anisotropy on angular scales of 10' to 5°. *Astro-ph/0005123*, 2000.

Hancock, S.; Davies, R.D.; Lasenby, A.N.; Guiterrez, C.M.; Watson, R.A.; Rebolo, R. E Beckman, J.E. Direct observation of structure in the cosmic microwave background. *Nature*, v.367, p. 333, 1994.

Harrison, E.R. *Physical Review*, D1:2726

Holzzapfel, W.L.; Carlstrom, J.E.; Grego, L.; Holder, G.; Joy, M.; Reese, E.D. Limits on Arcminute Scale Cosmic Microwave Background Anisotropy with the BIMA Array. *The Astrophysical Journal*, v. 539, p. 57-66, 2000.

Hu, W.; Sugiyama, N.; Silk, J. The physics of microwave background anisotropies. *Nature*, v.386, p. 37, 1997.

Hubble, E. A relation between distance and radial velocity among extragalactic

nebulae. *Proc. Natl. Sci.*, v.15, p. 168, 1927.

Jackson, J.D. *Classical electrodynamics*. 2. ed. New York: John Wiley & Sons, 1975.

Johnson, D.G.; Wilkinson, D.T. A 1% measurement of the temperature of the cosmic microwave radiation at  $\lambda = 1.2$  centimeters. *The Astrophysical Journal Letters*, v.313, p. L1, 1987.

Kaiser, N. e Silk, J. Cosmic microwave background anisotropy. *Nature*, v. 324n n. 6097, p. 529-537, 1986.

Kaiser, M.E.; Wright, E.L. A precise measurement of the cosmic microwave background radiation temperature from CN observations toward Zeta Persei. *The Astrophysical Journal Letters*, v.356, p. L1, 1990.

Kogut, A.; Banday, A.J.; Bennett, C.L.; Gorski, K.M.; Hinshaw, G.; Jackson, P.D.; Keegstra, P.; Lineweaver, C.; Smoot, G.F.; Tenorio, L.; Wright, E.L. *The Astrophysical Journal*, v. 470, p. 653, 1996.

Kolb, E.W., Turner, M.S. *The early universe*. Reading: New York,. Addison-Wesley, 1994.

Knox, L. Cosmic microwave background anisotropy observing strategy assessment. *The Astrophysical Journal*, v. 48, p. 72, 1997.

Kuiper, T.B.H. AIR (Programa para o cálculo da opacidade e brilho da atmosfera).JLP: Pasadena, 1984.

Leitch, E.M.; Readhead, A.C.S.; Pearson, T.J.; Myers, S.T.; Gulkis, S.; Lawrence, C.R. A measurement of anisotropy in the cosmic microwave background on 7-22 arcminute scales. *The Astrophysical Journal*, v. 532, p. 37-56, 1998.

Leitch, E.M.; Pryke, C.; Halverson, N. W.; Kovac, J.; Davidson, G.; LaRoque, S.; Schartman, E.; Yamasaki, J.; Carlstrom, J. E.; Holzappel, W.L.; Dragovan, M.; Cartwright, J. K.; Mason, B.S.; Padin, S.; Pearson, T.J.; Shepherd, M.C.; Readhead, A.C.S. Experiment design and first season observations with the degree angular scale interferometer. *Preprint astro-ph/0104488*

Leitch, E.M.; Readhead, A.C.S.; Pearson, T.J.; Myers, S.T.; Gulkis, S.; Lawrence, C.R. A Measurement of anisotropy in the cosmic microwave background on 7'-22' scales. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 532, p.37-56, 2000.

Levin, S.; Bensadoun, M.; Bersanelli, M.; de Amici, G.; Kogut, A.; Limon, M.; Smoot, G. A measurement of the cosmic microwave background temperature at 7.5 GHz. *The Astrophysical Journal*, v. 396, p. 3-9, 1992.

- Lim, M.A.; Clapp, A.C.; Delvin, M.J.; Figueiredo, N.; Gundersen, J.O.; Hanany, S.; Hristov, V.V.; Lange, A.E.; Lubin, P.M.; M. L.; Meinhold P.R.; Richards, P. L.; Staren, J.S.; Smoot, G.F.; Tanaka, S.T. The second measurement of anisotropy in the cosmic microwave background radiation at  $0.5^\circ$  near the Star  $\mu$  Pegasi. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 469, p. L69-L72, 1996.
- Lineweaver, C.H.; Hancock, S.; Smoot, G.F.; Lasenby, A.N.; Davies, R.D.; Banday, A.J.; Gutierrez de La Cruz, C.M.; Watson, R.A.; Rebolo, R. Comparison of the COBE DMR and tenerife data. *The Astrophysical Journal*, v. 448, p. :482, 1995.
- Lineweaver, C.H.; Tenorio, L.; Smoot, G.F.; Keegstra, P.; Banday, A. J.; Lubin, P. The Dipole Observed in the COBE DMR 4 Year Data. *The Astrophysical Journal*, v. 470, p. 38, 1996
- Lubin, P.M. Comunicação pessoal, 1994.
- Maddox, S.J.; Efstathiou, G.; Sutherland, W.J.; Loveday, J. Galaxy correlations on large scales. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 24, n. 2, p.43-47, 1990.
- Mandolesi, N.; Calzolari, P.; Cortiglioni, S.; Morigi, G.; Danese, L.; de Zotti, G. Measurement of the cosmic microwave background temperature at 6.3 centimeters *The Astrophysical Journal*, v. 310, p.561-567, 1986.
- Masi, S.; de Bernardis, P.; de Petris, M.; Gervasi, M.; Boscaleri, A.; Aquilini, E.; Martinis, L.; Scaramuzzi, F. Foregrounds removal and CMB fluctuations in a multiband anisotropy experiment: ARGO 1993. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 463, p.L47, 1996.
- Mather, J.C.; Cheng, E.S.; Eplee, R.E., Jr.; Isaacman, R.B.; Meyer, S.S.; Shafer, R.A.; Weiss, R.; Wright, E.L.; Bennett, C.L.; Boggess, N.W.; Dwek, E.; Gulkis, S.; Hauser, M.G.; Janssen, M.; Kelsall, T.; Lubin, P.M.; Moseley, S.H., Jr.; Murdock, T.L.; Silverberg, R.F.; Smoot, G.F.; Wilkinson, D.T. A preliminary measurement of the cosmic microwave background spectrum by the Cosmic Background Explorer (COBE) satellite. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 354, p.L37-L40, 1990.
- Mather, J.C.; Cheng, E.S.; Eplee, R.E., Jr.; Isaacman, R.B.; Meyer, S.S.; Shafer, R.A.; Weiss, R.; Wright, E.L.; Bennett, C.L.; Boggess, N.W.; Dwek, E.; Gulkis, S.; Hauser, M.G.; Janssen, M.; Kelsall, T.; Lubin, P.M.; Moseley, S.H., Jr.; Murdock, T.L.; Silverberg, R.F.; Smoot, G.F.; Wilkinson, D.T, Measurement of the CMB spectrum by the COBE FIRAS instrument T. *The Astrophysical Journal*, v. 420, p. 439-444, 1994.
- Meinhold, P. e Lubin, P. A medium-scale measurement of the cosmic microwave background at 3.3 millimeters. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 370, p. L11, 1991.

- Meinhold, P.M. *Anisotropy measurements of the cosmic microwave background radiation at 3 mm wavelength and an angular scale of 30 arcminutes*. Tese de Doutorado, Universidade da Califórnia, Santa Bárbara, USA, 1993.
- Meinhold, P.M.; Chingcuanco, A.O.; Gundersen, J.O.; Schuster, J.A.; Seiffert, M.D.; Lubin, P.M.; Morris, D. e. Villela, T. *The advanced cosmic microwave explorer: a millimeter-wave telescope and stabilized platform*. *The Astrophysical Journal*, v. 406, p.12-25, 1993a.
- Meinhold, P.; Clapp, A.; Devlin, M.; Fischer, M.; Gundersen, J.; Holmes, W.; Lange, A.; Lubin, P.; Richards, P.; Smoot, G. Measurements of the anisotropy of the cosmic background radiation at 0.5 deg scale near the star  $\mu$  Pegasi. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 409, p.L1-L4, 1993b.
- Meyer, D. M.; Jura, M. A precise measurement of the cosmic microwave background temperature from optical observations of interstellar CN. *The Astrophysical Journal*, v. 297, n.1, p.119-132, 1985.
- Meyer, D.M.; Roth, K.C.; Hawkins, I. A precise CN measurement of the cosmic microwave background temperature at 1.32 millimeters. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 343, p. L1, 1989.
- Meyer, S.S.; Cheng, E.S.; Page, L.A. A measurement of the large-scale cosmic microwave background anisotropy at 1.8 millimeter wavelength, *The Astrophysical Journal*, v. 371, p. L7-L9, 1991.
- Millea, M.F. et al. Cosmic background radiation at  $\lambda= 3.3$  mm. *Physical Review Letters*, v. 26, p. 919,1971.
- Mauskopf, P.D.; Ade, P.A.R.; de Bernardis, P.; Bock, J.J; Borrill, J.; Boscaleri, A.; Crill, B.P.; De Gasperis, G.; De Troia, G.; Farese, P.; Ferreira, P. G.; Ganga, K.; Giacometti, M.; Hanany, S.; Hristov, V.V.; Iacoangeli, A.; Jaffe, A. H; Lange, A.E.; Lee, A. T.; Masi, S.; Melchiorri, A.; Melchiorri, F.; Miglio, L.; Montroy, T.; Netterfield, C.B.; Pascale, E.; Piacentini, F.; Richards, P.L.; Romeo, G.; Ruhl, J.E.; Scannapieco, E.; Scaramuzzi, F.; Stompor, R. e Vittorio; N. Measurement of a Peak in the Cosmic Microwave Background Power Spectrum from the North American test flight of BOOMERANG. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 536, p.L59-L62, 2000.
- Muciaccia, P.F.; Natoli, P.; Vittorio, N. Fast Spherical Harmonic Analysis: a quick algorithm for generating and/or inverting full sky, high resolution CMB Anisotropy maps. *Preprint Astro-ph/9703084*, 1997.
- Myers, S.T.; Readhead, A.C.S.; Wollack, E. Limits on the anisotropy of the microwave background radiation on arcminute scales. II - The ring experiment.

*The Astrophysical Journal*, v. 405, p.8, 1993.

Nordberg, H.P.; Smoot, G.F. The cosmic microwave background spectrum: an analysis of observations. *Preprint Astro-ph/9905123*.

Netterfield, C. B.; Devlin, M. J.; Jarolik, N.; Page, L.; Wollack, E. J. A Measurement of the Angular Power Spectrum of the Anisotropy in the Cosmic Microwave Background. *The Astrophysical Journal*, v. 474, p. 47, 1997.

Peebles, P.J.E. Principles of physics cosmology. Princeton: Princeton University, 1993.

Penzias, A.A.; Wilson, R.W. Measurement of excess antenna temperature at 4080 Mc/s. *The Astrophysical Journal*, v. 142, p. 419, 1965.

Peterson, J.B.; Griffin, G.S.; Newcomb, M.G.; Alvarez, D.L.; Cantalupo, CM.; Morgan, D.; Miller, K. W.; Ganga, K.; Pernic, D.; Thoma, M. First results from viper: detection of small-scale anisotropy at 40 GHz. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 532, p. L83-L86., 2000.

Pospieszalski, M.W.; Gallego, J.D.; Lakatos, W.J. Broadband, low-noise, cryogenically-coolable amplifiers in 1 to 40 GHz. In: IEEE MTT-S INT MICROWAVE SYMP., 1990, Dallas. *Proceedings...* Dallas: IEEE, 1990. p.1253-1256.

Primack, J.R. Cosmological parameters. *Preprint Astro-ph/0007187*, 2000.

Ratra, B; Ganga, K; Sugiyama, N; Tucker, G.S.; Griffin, G.S.; Nguyễn, H.T.; Peterson, J.B. Using White Dish CMB Anisotropy Data to Probe Open and Flat-Lambda CDM Cosmogonies. *The Astrophysical Journal*, v. 505, p. 8-11, 1998.

Readhead, A.C.S., Lawrence, C.R., Myers, S.T., Sargent, W.L.W., Haedebeck, H.E. e Moffet, A.T. A limit of the anisotropy of the microwave background radiation on arc minute scales *The Astrophysical Journal*, v. 346, p. 566-587, 1989.

Roll, P.G.; Wilkinson, D.T. Cosmic background radiation at 3.2 cm. - support for cosmic blackbody radiation. *Physical Review Letters*, v.16, p. 45, 1966.

Roth, K.C.; Meyer, D.M.; Hawkins, I. Interstellar cyanogen and the temperature of the cosmic microwave background radiation. *The Astrophysical Letters Journal*, v. 413, p. L67, 1993

Sachs, R.K. e Wolfe, A.M. Perturbations of a Cosmological Model and Angular Variations of the Microwave Background *The Astrophysical Journal*, v.147, p. 73, 1967.

Seljak, U.; Zaldarriaga, M. A line-of-sight integration approach to cosmic microwave background anisotropies. *The Astrophysical Journal*, v. 469, p. 437, 1996.

<http://www.sns.ias.edu/~matiasz/CMBFAST/cmbfast.html>

Silk, J. Cosmic black-body radiation and galaxy formation *The Astrophysical Journal*, v.151, p. 459,1968.

Sironi, G.; Limon, M.; Marcellino, G.; Bonelli, G.; Bersanelli, M.; Conti, G.; Reif, K. The absolute temperature of the sky and the temperature of the cosmic background radiation at 600 MHz. *The Astrophysical Journal*, v. 357, p. 301, 1990.

Smoot, G.F.; de Amici, G.; Friedman, S.D.; Witebsky, C.; Mandolesi, N.; Partridge, R. B.; Sironi, G.; Danese, L.; de Zotti, G. Low-frequency measurement of the spectrum of the cosmic background radiation. *Physical Review Letters*, v. 5, p. 1099-1102, 1983.

Smoot, G.F. Galactic free-free and H-alpha emission. *Preprint Astro-ph/9801121*, 1998.

Smoot, G.; Bennett, C.; Weber, R.; Maruschak, J.; Ratliff, R.; Janssen, M.; Chitwood, J.; Hilliard, L.; Lecha, M.; Mills, R.; Patschke, R.; Richards, C.; Backus, C.; Mather, J.; Hauser, M.; Weiss, R.; Wilkinson, D.; Gulkis, S.; Boggess, N.; Cheng, E.; Kelsall, T.; Lubin, P.; Meyer, S.; Moseley, H.; Murdock, T.; Shafer, R.; Silverberg, R.; Wright, E.. COBE diferencial microwave radiometers: instrument design and implementation. *The Astrophysical Journal*, v. 360, p. 685, 1990.

Smoot, G.F.; Bennett, C.L.; Kogut, A.; Wright, E.L.; Aymon, J.; Boggess, N.W.; Cheng, E. S.; de Amici, G.; Gulkis, S.; Hauser, M. G.; Hinshaw, G.; Jackson, P. D.; Janssen, M.; Kaita, E.; Kelsall, T.; Keegstra, P.; Lineweaver, C.; Loewenstein, K.; Lubin, P.; Mather, J.; Meyer, S. S.; Moseley, S. H.; Murdock, T.; Rokke, L.; Silverberg, R. F.; Tenorio, L.; Weiss, R.; Wilkinson, D. T. Structure in the COBE DMR first year maps. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 396, p. L1, 1992.

Smoot, G. Cobe observations and results. *Preprint Astro-ph/990227*,1999.

Smoot, G. Microwave foregrounds. *Preprint Astro-ph/9902201*,1999

Staggs, S.T.; Jarosik, N.C.; Meyer, S.S.; Wilkinson, D.T. An Absolute Measurement of the Cosmic Microwave Background Radiation Temperature at 10.7 GHz. *The Astrophysical Journal*, v. 473, p. L1, 1996

Staren, J.W. *A spin-modulated telescope to measure the cosmic microwave background anisotropy*. Tese de Doutorado, Universidade da Califórnia, Santa Bárbara, USA, 1999.

Staren, J.W., Meinhold, P.R.; Childers, J; Lim, M.A; Levy, A.; Lubin, P.M.; Seiffert, M.; Gaier, T; Figueiredo, N., Villela, T.; Wuensche, C.A.; Tegmark, M.; Oliveira-Costa, A. A spin-modulated telescope to make two-dimensional cosmic microwave background maps. *The Astrophysical Journal*, v. 539, p. 52-56, 2000.

- Steinhardt, P.J. Cosmology at the crossroads, *Preprint Astro-ph/ 9502024*, 1995.
- Subrahmanyan, R., Ekers, R.D., Sinclair, M., Silk, J. A search for arcminutescale anisotropy in the cosmic microwave background. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 263, p. 416, 1993.
- Sunyaev, R.; Zel'dovich, Ya.B. The observations of relic radiation as a test of the nature of X-ray radiation from the cluster of galaxies. *Comments Ap. Space Physics*, v. 4, p. 173, 1972.
- Tanaka, S.T.; Clapp, A.C., Delvin, M.J.; Figueiredo, N.; Gundersen, J.O.; Hanany, S. Hristov, V.V.; Lange, A.E.; Lim, M.A.; Lubin, P.M.; Meinhold, P.R.; Richards, P.L.; Smoot, G.F.; Staren, J. Measurements of Anisotropy in the Cosmic Microwave Background Radiation at 0 degrees – 0,5 Scales near the Stars HR 5127 and Phi Herculis. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 468, p. L81, 1996.
- Tegmark, M; Silk, J. Did the Universe recombine? New spectral constraints on reheating. *The Astrophysical Journal*, v. 423, p. 529-533, 1994.
- Tegmark, M; Hamilton, A. Uncorrelated measurements of the CMB power spectrum. *Preprint Astro-ph/9702019*, 1997.
- Tegmark, M. A CMB designer's guide. *Astro-ph/9705188*, 1997
- Tegmark, M; de Oliveira-Costa, A; Staren, J.W.; Meinhold, P.R.; Lubin, P.M.; Childers, J.D.; Figueiredo, N.; Gaier, T.; Lim, M.A.; Seiffert, M.D.; Villela, T.; Wuensche, C.A. Cosmic Microwave Background Maps from the HACME Experiment. *The Astrophysical Journal*, v. 541, p. 535-541, 2000.
- Tegmark, M. <http://www.hep.upenn.edu/~max/index.html>. 2001.
- Torbet, E.; Devlin, M.J.; Dorwart, W.B.; Herbig, T.; Miller, A.D.; Nolte, M.R.; Page, L.; Puchalla, J.; Tran, H.T. A measurement of the angular power spectrum of the microwave background made from the High Chilean Andes. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 521, p. L79-L82, 1999.
- Tucker, G.S.; Griffin, G.S.; Nguyen, H.T.; Peterson, J.B. A search for small-scale anisotropy in the cosmic microwave background. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 419, p. L45, 1993.
- Waters, J.W. *Methods of experimental physics*, v12: Astrophysics, Parte B: Radio telescopes. New York: Academic Press, 1976. p.142-146.
- Wright, E.L. Scanning and mapping strategies for CMB experiments. *Preprint astro-ph/9612006*, 1996.



Wilson, G.W.; Knox, L.; Dodelson, S.; Coble, K.; Cheng, E.S.; Cottingham, D.A.; Fixsen, D.J.; Goldin, A.B.; Inman, C.A.; Kowitt, M.S.; Meyer, S.S.; Page, L.A.; Puchalla, J.L.; Ruhl, J.E.; Silverberg R.F. New CMB Power Spectrum Constraints from MSAMI. *The Astrophysical Journal*, v. 532, p. 57-64, 2000.

Wollack, E.J.; Jarosik, N.C.; Netterfield, C.B.; Page, L.A.; Wilkinson, D.A. Measurement of the anisotropy in the cosmic microwave background radiation at degree angular scales. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 419, p. L49, 1993.

Zel'dovich, Ya.B. A hypothesis, unifying the structure and the entropy of the Universe. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v.160, p.1, 1972.