



sid.inpe.br/MTC-m13@80/2005/10.26.11.35-TDI

ESTUDO DA EMISSÃO GALÁCTICA EM 30 GHZ E 41.5 GHZ

Mirko Sime Raljevic Ergueta

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo Dr. Thyrso Villela Neto, aprovada em 11 de agosto de 2005

URL do documento original: <http://urlib.net/sid.inpe.br/MTC-m13@80/2005/10.26.11.35>

> INPE São José dos Campos 2011

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 INTELECTUAL DO INPE (RE/DIR-204):

Presidente:

Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação Observação da Terra $({\rm OBT})$

Membros:

Dr^a Inez Staciarini Batista - Coordenação Ciências Espaciais e Atmosféricas (CEA) Dr^a Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação Dr^a Regina Célia dos Santos Alvalá - Centro de Ciência do Sistema Terrestre (CST) Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID) Dr. Ralf Gielow - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos (CPT) Dr. Wilson Yamaguti - Coordenação Engenharia e Tecnologia Espacial (ETE) Dr. Horácio Hideki Yanasse - Centro de Tecnologias Especiais (CTE) **BIBLIOTECA DIGITAL:** Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação de Observação da Terra (OBT) Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID) **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)





sid.inpe.br/MTC-m13@80/2005/10.26.11.35-TDI

ESTUDO DA EMISSÃO GALÁCTICA EM 30 GHZ E 41.5 GHZ

Mirko Sime Raljevic Ergueta

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo Dr. Thyrso Villela Neto, aprovada em 11 de agosto de 2005

URL do documento original: <http://urlib.net/sid.inpe.br/MTC-m13@80/2005/10.26.11.35>

> INPE São José dos Campos 2011

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

Raljevic Ergueta, Mirko Sime.

Er38e

Estudo da emissão galáctica em 30 Ghz e 41.5 Ghz / Mirko Sime Raljevic Ergueta. – São José dos Campos : INPE, 2011. 91 p. ; (sid.inpe.br/MTC-m13@80/2005/10.26.11.35-TDI)

Dissertação (Mestrado em Astrofísica) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2005. Orientador : Dr. Thyrso Villela Neto.

1. Radiação Cósmica de fundo. 2. Emissão galáctica. 3. Meio interestelar. 4. Emissão de poeira. 5. Emissão contínua de rádio I.Título.

CDU 52-62

Copyright © 2011 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 © 2011 by MCT/INPE. No part of this publication may be reproduced, stored in a retrieval system, or transmitted in any form or by any means, electronic, mechanical, photocopying, recording, microfilming, or otherwise, without written permission from INPE, with the exception of any material supplied specifically for the purpose of being entered and executed on a computer system, for exclusive use of the reader of the work.

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

Dr. Camilo Tello Bohorquez

.

5

Presidente / INPE / SJCampos - SP

Dr. Thyrso Villela Neto

Munt-

Orientador(a) / INPE / SJCampos - SP

Dra. Zulema Abraham

3 aliahanif

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

Aluno (a): Mirko Sime Raljevic Ergueta

São José dos Campos, 11 de agosto de 2005

÷ .

.

À minha família presente, por acompanhar-me nesta aventura em todas as etapas. Ao resto de minha família, que à distância, sempre me apoiou para que eu alcançasse o objetivo

AGRADECIMENTOS

Agradeço aos membros do grupo de Cosmologia da DAS pela oportunidade de participar das reuniões que, ao longo do curso, serviram para introduzir-me na área de cosmologia observacional. Suas valiosas sugestões deram uma orientação ao trabalho. Às minhas colegas, Cris e Marcia, que me antecederam no grupo, por gentilmente compartilhar suas experiências no ambiente operativo. Ao Kenny, pelas sugestões ao texto. E a todas as pessoas que indiretamente ajudaram para que este trabalho fosse realizado.

Ao Dr. Jorge Mejía pelo incisivo empurre e colaboração na etapa inicial do trabalho. Ao Dr. Camilo Tello pelo interesse no trabalho. Suas valiosas sugestões deram profundidade ao trabalho e nas discussões comecei a apreciar o valor da pesquisa fundamental. Ao Dr. Alexandre Wuensche pelo suporte e apoio operativo durante a realização do trabalho. Ao Dr. Armando Bernui pelo apoio e incentivo para continuar a pesquisa.

Ao Dr. Thyrso Villela, meu orientador, pela oportunidade que me deu para participar de uma área nova para mim e que me abriu o mundo da pesquisa em astrofísica. Por mostrar-me a importância da linguagem na redação de textos científicos e pelos incansáveis esforços para que este trabalho estivesse com a melhor qualidade possível.

Ao Dr. José Williams Vilas Boas pelo permanente incentivo. Ao Dr. Udaya Bhaskaram Jayanthi pela orientação ao longo de todo o curso. Ao Dr. Francisco Jablonski pela orientação acadêmica. Aos professores pelo desprendimento para transmitir seus conhecimentos. Ao pessoal da DAS por permitir-me participar de todas as atividades que complementaram o ambiente de pesquisa e facilitaram minha estadia durante o curso.

Aos colegas, pela enriquecedora convivência. Especialmente à turma do Betel: Eder, Julio, Kenny, Claudio, pela grata companhia: deu-me ânimo para continuar nos momentos dificeis.

Agradeço à CAPES pelo suporte financeiro durante dois anos do curso, que também me permitiu participar de outras atividades acadêmicas para enriquecer minha formação.

Agradeço à Universidad Mayor de San Andrés por permitir-me realizar este curso para meu crescimento acadêmico e pessoal.

Ao INPE pela oportunidade de realizar um curso e de ser participante da atividade acadêmica e de pesquisa dentro de um instituto de reconhecido prestígio.

RESUMO

A emissão em microondas da Galáxia é um dos principais contaminantes das medidas da Radiação Cósmica de Fundo em microondas (RCFM). Os modelos usuais prevêem três componentes como fontes desta emissão: síncrotron, livre-livre e poeira. No entanto, há evidências de um excesso de emissão nesta região do espectro que estaria aparentemente correlacionado com poeira e que não pode ser explicado pelos modelos de emissão térmica de grãos. Em razão disso, foi proposto mais um mecanismo para explicar este comportamento anômalo da emissão em microondas da Galáxia. Neste trabalho, exploramos as características das emissões galácticas em microondas e do excesso de emissão observado nessa região do espectro. Para isso, usamos os mapas obtidos pelo experimento BEAST em 30 GHz e 41,5 GHz. Aplicamos uma técnica de correlação cruzada entre os mapas BEAST e mapas de referência para as emissões galácticas com o objetivo de estimar a contribuição de cada componente da emissão galáctica nos mapas BEAST. Avaliamos a distribuição espacial das emissões realizando cortes em diferentes latitudes galácticas. Para estudar a emissão difusa da Galáxia e excluir as regiões do Plano Galáctico, aplicamos aos mapas BEAST a máscara Kp2 utilizada nos dados do WMAP. Associando às emissões leis de potência do tipo $T \propto \nu^{\beta}$, obtivemos índices espectrais para cada componente galáctica, Analisamos dois ambientes diferentes: as regiões do Plano Galáctico e as regiões difusas que as envolvem. As características espaciais e espectrais de cada componente obtida indicam que: 1) a emissão síncrotron está concentrada no Plano Galáctico, apresentando um índice espectral $\beta = -2, 9$, consistente com o modelo de geração de elétrons no Plano Galáctico; 2) a emissão livre-livre se localiza nas regiões difusas e no Plano Galáctico, apresentando um índice espectral $\beta = -1, 3$, que é menor que o esperado; 3) a emissão de poeira engloba toda a região do Plano Galáctico, apresentando índices que variam entre $-2,2\,<\,\beta\,<\,-1,4;\,4)$ o excesso % (1,2,2)de emissão na região difusa segue a distribuição da poeira e o índice espectral associado ($\beta \sim -3$) é compatível com a emissão de *spinning-dust*. Quando se inclui o Plano Galáctico, o índice espectral $(\beta \sim -1, 5)$ é compatível com o modelo de *spinning-dust* somado à emissão térmica de poeira.

A STUDY OF THE GALACTIC EMISSION AT 30 GHz AND 41.5 GHz

ABSTRACT

The Galactic microwave emission is one of the main contaminants of the Cosmic Microwave Background (CMB) Radiation measurements. Three components of this foreground are clearly identified: synchrotron, free-free, and dust emission. However, an excess emission in this frequency range has recently been reported, which is apparently correlated with dust emission, and cannot be explained by the usual thermal dust emission model. Several emission mechanisms have been proposed to explain this anomalous behavior of the Galactic microwave emission, including spinning dust emission. In this work, we explore the characteristics of the Galactic microwave emission at 30 GHz and 41.5 GHz using the BEAST experiment data. We used a cross-correlation technique between BEAST maps and Galactic emission templates in order to estimate the contribution of each Galactic microwave emission component to the BEAST maps. The spatial distribution of these emissions is evaluated through Galactic latitude cuts. In order to analyze the Galactic diffuse emission, we apply the WMAP Kp2 mask to the BEAST maps. We obtain spectral indexes for each Galactic microwave emission component $(T \propto \nu^{\beta})$. In our analysis, we consider two different environments: the Galactic Plane region and the diffuse region around the Plane. The spatial and spectral characteristics of the Galactic components indicate that the synchrotron emission is concentrated in the Galactic Plane, with spectral index $\beta = -2, 9$, which is consistent with the electrons generation model; the free-free emission is located in the diffuse regions and in the Plane, with spectral index $\beta = -1, 3$, which is smaller than the expected one; and the dust emission is present in all the Plane region, with index that varies between $-2, 2 < \beta < -1, 4$, which is not explained by the thermal dust emission model. The excess emission follows the dust distribution in the diffuse region, with a spectral index $(\beta \sim -3)$, which agrees with spinning-dust emission model. When the Galactic Plane is included, the spectral index $(\beta \sim -1, 5)$ is compatible with a spinning-dust model plus a thermal dust emission model.

SUMÁRIO

	Pág.
LISTA DE FIGURAS	13
LISTA DE TABELAS	15
CAPÍTULO 1 – INTRODUÇÃO	17
CAPÍTULO 2 – EMISSÃO GALÁCTICA EM RÁDIO E MICROON-	
DAS	19
2.1. Emissão Síncrotron	. 19
2.2. Emissão Livre-Livre	. 20
2.3. Emissão de Poeira	. 22
2.4. Emissão Anômala	. 23
2.4.1. Estudos de Emissão Galáctica	. 23
2.4.2. Modelo de Emissão de Spinning-dust	. 26
2.4.3. Emissão de Grãos Magnetizados	. 28
2.4.4. Emissão por Grãos Pequenos Frios	. 28
CAPÍTULO 3 – MAPAS DO EXPERIMENTO BEAST E MAPAS DE	1
EMISSÃO GALÁCTICA	29
3.1. O Experimento BEAST	. 29
3.1.1. O Telescópio BEAST	. 29
3.1.2. Os Mapas BEAST	. 32
3.1.3. O Simulador de Apontamento do BEAST	. 34
3.2. Mapas de Emissão Galáctica	. 35
3.2.1. Mapas de Emissão Síncrotron	. 35
3.2.2. Mapa de Emissão Livre-Livre	. 35
3.2.3. Mapa de Emissão de Poeira	. 37
3.2.4. Mapas de Emissão de Poeira Extrapolados para Microondas	. 38
CAPÍTULO 4 – METODOLOGIA	41
4.1. Preparação dos Mapas	. 41
4.1.1. Transformação dos Mapas ao Sistema de Observação do BEAST	. 41
4.1.2. Suavização dos Mapas \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots	. 41
4.2. Componentes de Emissão Galáctica	. 42

4.2.1. Técnica de Correlação-Cruzada: Método de Mínimos Quadrados Aplicado					
para Estimar a Contribuição Galáctica nos Dados de RCFM	45				
4.3. Obtenção do Excesso de Emissão	50				
4.3.1. Estudo dos Mapas Realizando Cortes em Latitude	51				
4.3.2. Estudo dos Mapas por Intervalos de Latitude	51				
4.4. Índices Espectrais	52				
CAPÍTULO 5 – RESULTADOS	53				
5.1. Considerações Gerais	53				
5.1.1. Considerações sobre os Mapas BEAST	53				
5.1.2. Diferenças entre os Mapas Síncrotron	53				
5.2. Enfoque Global	54				
5.2.1. Componentes de Emissão Galáctica	54				
5.2.2. Excesso de Emissão Galáctica	58				
5.2.3. Aplicação de Máscaras	58				
5.2.4. Discussão	60				
5.3. Enfoque Detalhado	65				
5.3.1. Perfil das Componentes Galácticas	65				
5.3.2. Perfil do Excesso de Emissão	69				
5.3.3. Aplicação de Máscaras	73				
5.3.4. Discussão \ldots	73				
5.4. Índices Espectrais	75				
5.4.1. Cortes Galácticos	75				
5.4.2. Perfil de Emissão	76				
5.5. Comparação com Modelos de Spinning-dust	78				
CAPÍTULO 6 – CONCLUSÕES	85				
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS					

LISTA DE FIGURAS

Pág.

2.1	Emissões galácticas: variação com a freqüência.	21
2.2	Modelos de <i>spinning-dust.</i>	28
3.1	O telescópio BEAST	30
3.2	Sistema óptico do BEAST	30
3.3	Varredura do céu	31
3.4	Mapas BEAST em coordenadas celestes	33
3.5	Mapas BEAST em coordenadas galácticas	34
3.6	Mapa em 408 MHz (versão de Platania <i>et al.</i> (2004))	36
3.7	Mapa em 408 MHz (versão de LAMBDA)	36
3.8	Mapa de H α	38
3.9	Mapa em 100 μ m	38
3.10	Mapas de poeira extrapolados para 30 GHz e 41,5 GHz	40
4.1	Mapas BEAST suavizados e com as máscaras Kp0 e Kp2	43
4.2	Mapas galácticos na varredura do BEAST: suavizados e com a máscara Kp2.	44
5.1	Coeficientes de acoplamento para as componentes de emissão galáctica	56
5.2	Temperatura das componentes de emissão galáctica	57
5.3	Emissão de poeira e excesso de emissão.	59
5.4	Coeficientes de acoplamento do excesso de emissão com o mapa completo e usando a máscara Kp2	62

5.5	Excesso de emissão com a máscara Kp0	63
5.6	Excesso de emissão: comparação entre mapas síncrotron	63
5.7	Perfil de emissão livre-livre	69
5.8	Perfil de emissão síncrotron	70
5.9	Perfil de e missão de poeira	70
5.10	Perfil da poeira e do excesso de emissão	73
5.11	Perfil do excesso de emissão (bandas Ka e Q)	74
5.12	Perfil do excesso de emissão com a máscara Kp2	75
5.13	Excesso de emissão e spinning-dust, $ \mathbf{b} > 0^{\circ}$	80
5.14	Excesso de emissão e spinning-dust, $ \mathbf{b} > 2, 5^{\circ} \dots \dots \dots \dots \dots \dots$	80
5.15	Excesso de emissão e spinning-dust, $ \mathbf{b} > 7, 5^{\circ} \dots \dots \dots \dots \dots \dots$	81
5.16	Excesso de emissão e spinning-dust, $ \mathbf{b} > 12, 5^{\circ}$	81
5.17	Excesso de emissão e spinning-dust, máscara Kp2, $ \mathbf{b} > 0^{\circ}$	82
5.18	Excesso de emissão e spinning-dust, máscara Kp2, $ \mathbf{b} > 2, 5^{\circ} \dots \dots \dots$	82
5.19	Excesso de emissão e spinning-dust, máscara Kp2, $ \mathbf{b} > 7, 5^{\circ} \dots \dots \dots$	83
5.20	Excesso de emissão e spinning-dust, máscara Kp2, $ \mathbf{b} > 12, 5^{\circ} \dots \dots$	83

LISTA DE TABELAS

5.1	Componentes de emissão galáctica	55
5.2	Excesso de emissão	59
5.3	Componentes galácticas aplicada a máscara Kp2	61
5.4	Excesso de emissão com a máscara Kp2	62
5.5	Perfil da emissão livre-livre	66
5.6	Perfil da emissão síncrotron	67
5.7	Perfil da emissão de poeira	68
5.8	Perfil do excesso de emissão	72
5.9	Índices espectrais para as componentes galácticas $\ldots \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots$	77
5.10	Índices espectrais para as componentes galácticas com a máscara Kp2 $~$	77
5.11	Índices espectrais para o excesso de emissão	77
5.12	Índices espectrais do excesso de emissão para intervalos de latitude	78

Pág.

CAPÍTULO 1 INTRODUÇÃO

A descoberta da Radiação Cósmica de Fundo em microondas (RCFM) por Penzias e Wilson (1965) deu início a uma nova era da cosmologia. Esta emissão altamente isotrópica possui um espectro de corpo negro de temperatura $T = 2,725 \pm 0,002$ K (Mather *et al.*, 1999). A procura por pequenas variações de temperatura na distribuição angular da RCFM demandou um grande desenvolvimento experimental (para uma descrição histórica ver Partridge (1995)). A mais intensa delas é a flutuação de dipolo produzida pelo efeito Doppler, que é da ordem de milikelvins (e.g. Smoot *et al.* (1977)). Ela é causada pelo movimento de nosso sistema local de galáxias em relação a esse fundo de microondas. As variações de temperatura de natureza primordial são medidas em algumas dezenas de microkelvins. A descoberta das anisotropias da RCFM por Smoot *et al.* (1992) foi realizada usando dados do satélite COBE, com resolução angular de 7 graus. Com essa descoberta se iniciou a era da cosmologia de precisão.

As anisotropias observadas correspondem às flutuações de temperatura na superfície de último espalhamento em $z \sim 1000$, ou aproximadamente 370.000 anos após o "Big Bang". A RCFM é a emissão de origem eletromagnética mais antiga e fornece informação sobre o universo primordial. A partir das anisotropias da RCFM, podem ser determinados parâmetros cosmológicos para a quantidade de matéria e energia. Com eles, é possível refinar os modelos que descrevem a formação e evolução de estruturas no Universo (para uma revisão sobre as anisotropias da RCFM ver, e.g., Bersanelli *et al.* (2002)).

Além da observação das anisotropias é detectada a emissão de fontes mais próximas que abrange uma área do céu considerável e limita a cobertura angular das observações da RCFM. Entre elas, diferenciamos a emissão de fontes pontuais e a emissão difusa da Galáxia¹. A medição desta última depende de sua distribuição espacial e também de seu espectro de emissão. Este fato restringe a observação da RCFM a latitudes galácticas elevadas. No espectro de microondas, a menor emissão da Galáxia está ao redor de 60 GHz.

São três as componentes da emissão galáctica em microondas atualmente identificadas: emissão síncrotron por elétrons que espiralam no campo magnético galáctico, emissão livre-livre, resultado de interações entre partículas no meio interestelar ionizado, e emissão térmica dos grãos de poeira no meio interestelar.

¹De agora em diante, todos os termos que se referem à nossa Galáxia estarão em minúsculo, e.g., emissão galáctica.

Esta descrição da emissão galáctica aparentemente estaria incompleta. Resultados de experimentos realizados entre 10 e 60 GHz indicam um excesso na emissão galáctica esperada que estaria correlacionado com a distribuição da poeira na Galáxia (e.g. de Oliveira-Costa *et al.* (2004)). Esta emissão anômala deve ser estudada para que possa ser incluída nos modelos de emissão galáctica, e deve ser considerada para reduzir a contaminação galáctica nos dados de RCFM.

Neste trabalho, apresentamos um estudo da emissão galáctica, e em particular do excesso de emissão galáctica, ou *emissão galáctica anômala*, usando mapas de anisotropias da RCFM do experimento *Background Emission Anisotropy Scanning Telescope* (BEAST), que observou uma porção do Hemisfério Norte Celeste em 30 e 41,5 GHz, com resolução angular de aproximadamente meio grau.

Utilizamos a técnica de correlação cruzada entre mapas de referência e os mapas BEAST para estimar a contribuição de cada componente de emissão galáctica nos mapas de temperatura observados pelo BEAST. Para cada componente galáctica usamos mapas de referência, os quais são transformados à varredura do BEAST antes de serem analisados. Para obter o excesso de emissão subtraímos as três componentes galácticas conhecidas de cada mapa BEAST e estimamos a correlação dos resíduos com a distribuição espacial da poeira.

Na nossa análise está incluído o estudo realizando diferentes cortes de latitude galáctica aplicados aos mapas e a aplicação de máscaras para excluir as regiões mais intensas do Plano Galáctico. As regiões dos mapas fora das máscaras representarão as regiões difusas neste estudo. Além disso, obtemos um perfil de latitude para todas as componentes. Com os resultados para as duas freqüências, calculamos índices espectrais para as componentes de emissão galáctica e para o excesso de emissão e os comparamos com os modelos que explicam a emissão anômala.

Esta dissertação está organizada da seguinte forma: no Capítulo 2 revisamos as três emissões galácticas, incluindo suas descrições teóricas e características observacionais. Revisamos outros estudos da emissão galáctica e os modelos mais aceitos para emissão anômala. No Capítulo 3 descrevemos as características do telescópio BEAST e os mapas realizados com dados obtidos com esse experimento. Também descrevemos os mapas que usamos como referência para as emissões galácticas. A metodologia para estudar as componentes de emissão galáctica está descrita no Capítulo 4. Descrevemos a técnica de correlação cruzada aplicada aos dados de RCFM e descrevemos o tratamento aplicado aos mapas. Os resultados da análise e a discussão deles estão detalhados no Capítulo 5 e finalmente exporemos as conclusões deste trabalho no Capítulo 6.

CAPÍTULO 2

EMISSÃO GALÁCTICA EM RÁDIO E MICROONDAS

Neste capítulo descrevemos brevemente os modelos teóricos que explicam as emissões síncrotron, livre-livre e de poeira, assim como as características observacionais esperadas para cada uma. Revisamos os estudos de emissão galáctica em microondas e os modelos mais aceitos para explicar a emissão anômala.

2.1 Emissão Síncrotron

Em geral, partículas carregadas se movendo em um campo magnético emitem radiação eletromagnética. O campo magnético faz com que elas realizem um movimento em espiral ao redor de suas linhas. Se estas partículas têm velocidades relativísticas, sua emissão será concentrada na direção do movimento de acordo com o *beaming effect* (com ângulo de emissão $\propto 1/\gamma$, em que γ é o fator de Lorentz). Assim, o pulso de radiação emitido estará limitado a um intervalo de tempo muito menor que o período de giro (por um fator $1/\gamma^3$), o que indica que o espectro se estende por um intervalo maior de freqüências.

Consideremos uma lei de distribuição de energia para elétrons relativísticos. O número de elétrons N com energias entre $E \in E + dE$ por unidade de volume pode ser aproximado na forma $N(E)dE \propto E^{-p}dE$, em que p é o índice da distribuição. A potência total irradiada por unidade de volume e por unidade de freqüência para tal distribuição pode ser aproximada por $P_{tot}(\nu) \propto \nu^{-(p-1)/2}$, tal que o índice espectral s, definido da lei de potências $P(\nu) \propto \nu^{-s}$, está relacionado com o índice da distribuição de partículas p por s = (p-1)/2 (Rybicki e Lightman, 1979). Este índice é valido para freqüências maiores que alguns gigahertz em que a autoabsorção é desprezível.

A intensidade especifica de radiação, I_{ν} , para uma freqüência ν está relacionada com a temperatura de brilho, T_b , através da lei de Rayleigh-Jeans: $I_{\nu} = 2k\nu^2 T_b/c^2$, na qual k é a constante de Boltzmann e c é a velocidade da luz no vácuo. Associamos uma lei para a intensidade observada $I_{\nu} \propto \nu^{-s}$ e definimos uma lei para a temperatura de brilho $T_b \propto \nu^{+\beta}$. Aplicadas na lei de Rayleigh-Jeans, resulta que o índice espectral para a temperatura está relacionado por $\beta = -(s+2)$ ou $\beta = -(p+3)/2$.

A emissão síncrotron galáctica é produzida por elétrons relativísticos que espiralam nas linhas do campo magnético galáctico. Esses elétrons atingem velocidades relativísticas por ondas de choque das supernovas, onde são acelerados e expulsos violentamente das regiões de formação estelar no Plano Galáctico. Os elétrons são partículas carregadas e facilmente interagem com os campos magnéticos galácticos. Neste processo, são freados com a conseguinte emissão de radiação eletromagnética. Quanto mais energéticos eles são, mais interações experimentam e mais energia perdem. Então, a emissão esperada para esses elétrons tem relação com o tempo de permanência deles na Galáxia. Além disso, quanto mais tempo estão no campo da Galáxia, menor energia eles têm. Isso se reflete no espectro que tem inclinação negativa (ver a Figura 2.1). Por outro lado, os elétrons mais energéticos são pouco afetados pelo campo galáctico e escapam facilmente (característica observada no aumento da inclinação do espectro da emissão síncrotron).

A maior parte da emissão síncrotron provém de uma componente difusa devida aos elétrons distribuídos na Galáxia. Intuitivamente, esperamos que a emissão próxima ao Plano Galáctico deva ser mais intensa devido a que os elétrons perdem a maioria de sua energia perto das fontes que geraram estas partículas. A emissão síncrotron em altas latitudes é devida a elétrons que são levados pelo movimento de convecção, i.e., o movimento sistemático das fontes de emissão, como na Espora Polar Norte e nos *loops* galácticos, onde emitem intensamente.

A dependência da emissão síncrotron com a distribuição de elétrons e com o campo magnético galáctico indica que a morfologia dos mapas síncrotron varia bastante com a direção de observação e com a freqüência. Bennett *et al.* (2003) propõem diferenciar a emissão síncrotron pelo índice espectral. Os índices com maior inclinação ($\beta \sim -3$) representam às regiões do halo galáctico. Índices que representam espectros mais planos ($\beta \sim -2, 5$) indicam às regiões de formação estelar no Plano Galáctico. A morfologia dos mapas síncrotron deve ser levada em conta na análise espacial desta emissão.

2.2 Emissão Livre-Livre

A emissão de radiação devida à aceleração de uma carga no campo de Coulomb de outra carga é chamada de *bremsstrahlung* ou emissão livre-livre. No caso da interação elétron-íon, os elétrons são os emissores ao ser freados.

Aplicado ao caso térmico, a emissão média é calculada sobre uma distribuição térmica de velocidades. A emissão contínua de um gás em equilíbrio térmico com densidades de elétrons, n_e , e íons, n_{ion} , e temperatura dos elétrons, T_e , está descrita pela emissividade volumétrica em unidades de erg cm⁻³ s⁻¹ Hz⁻¹:

$$\epsilon_{\nu}^{ff} = 6,82 \cdot 10^{-38} Z^2 n_e n_{ion} T_e^{-1/2} e^{-h\nu/kT} \bar{g}_{ff} ,$$



FIGURA 2.1- Dependência com a freqüência das emissões Galácticas em microondas para altas latitudes galácticas: síncrotron, livre-livre e poeira térmica. A linha contínua é a temperatura da RCFM. A região vertical corresponde ao intervalo entre as freqüências observadas pelo BEAST.

em que \bar{g}_{ff} é a média do fator de Gaunt que leva em conta os efeitos quânticos como correções às formulas clássicas. Os fatores de Gaunt podem ser obtidos para diferentes freqüências e temperaturas dos elétrons (para mais detalhes ver Rybicki e Lightman (1979)).

Para as freqüências entre 0,1 e 100 GHz, o índice espectral para emissão livre-livre varia lentamente com a freqüência e com a temperatura dos elétrons. Para que esta variação seja levada em conta, deve ser usada a expressão exata para a profundidade óptica para a emissão livre-livre obtida por Oster (1961) que é:

$$\tau_c(Oster) = 3,014 \cdot 10^{-2} T_e^{-3/2} \nu_{GHz}^{-2,0} \times [ln(4,955 \cdot 10^{-2} \nu^{-1}) + 1,5ln(T_e)](ME) ,$$

em que $ME = \int n_e^2 dl$ é a medida de emissão em unidades de cm⁻⁶ pc, embora a expressão freqüentemente usada seja dada pela aproximação

$$\tau_c(A) = 8,235 \cdot 10^{-2} T_e^{-1,35} \nu_{GHz}^{-2,1}(ME) \,.$$

Para freqüências acima de 10 GHz, as diferenças entre expressões chegam a 20%. Nesse sentido, pode-se definir um fator $a(T_e, \nu)$ como a razão entre as duas expressões anteriores como

$$a = \frac{\tau_c(Oster)}{\tau_c(A)} \,.$$

O fator a pode ser calculado para a freqüência e temperatura desejadas, e nele está considerado o fator de Gaunt.

A temperatura de brilho T_b está dada pela relação abaixo:

$$T_b = T_e (1 - e^{-\tau_c}) \approx T_e \tau_c$$
, para $\tau_c \ll 1$,

na qual é aplicada a aproximação de meio opticamente fino, que é válida no meio interestelar difuso e para freqüências entre 10 e 100 GHz. Então, a temperatura de brilho (em kelvin) pode ser escrita como

$$T_b = 8,235 \cdot 10^{-2} \, a \, T_e^{-0.35} \, \nu_{GHz}^{-2.1} \, (1+0,08) (ME) \, .$$

A emissão livre-livre está associada às regiões HII, que são regiões ionizadas com formação estelar recente. Temperaturas eletrônicas para as regiões HII na vizinhança solar (a 2 kpc do Sol) estão entre 5000 e 20000 K. A temperatura dos elétrons aumenta com a distância do Centro Galáctico. Para um raio de 8,5 kpc, o valor típico aceito é $T_e \sim 7000$ K.

Nas freqüências entre 10 e 100 GHz, a dependência da emissão livre-livre com a freqüência é aproximada como $T_{ff} \propto \nu^{-2,1}$. Na Figura 2.1 é mostrada a emissão livre-livre comparada às demais emissões. Nestas freqüências, a emissão livre-livre é predominante no Plano Galáctico.

2.3 Emissão de Poeira

Os grãos de poeira são pequenas partículas sólidas, com raios entre 1 e 100 nm. Neles está contido 1% da massa total do meio interestelar. Sua composição é principalmente de silicatos e carbonatos (grafite).

O mecanismo de emissão contínua dos grãos de poeira ocorre pelo processo de radiação térmica ou por fluorescência. Na fluorescência, os grãos absorvem a radiação ultravioleta estelar e a reemitem no infravermelho. A radiação térmica, por sua vez, tem origem nas variações térmicas na distribuição da carga no grão. A emissão térmica de poeira é responsável pela maior parte da emissão no infravermelho, e reflete as temperaturas dos grãos interestelares. A emissão de poeira devida a grãos frios tem o pico de emissão em $\lambda \sim 100 \,\mu\text{m}$, que corresponde ao infravermelho distante.

O espectro da poeira observado para freqüências menores que 3000 GHz é característico de um corpo cinza. A relação entre a intensidade relativa, I_{ν} , e a freqüência, ν , é $I_{\nu} \propto \nu^{\alpha} B_{\nu}(T_d)$, que corresponde a uma lei de Planck modificada, em que B_{ν} é a função de Planck para a temperatura da poeira $T_d \sim 20$ K, na qual o índice $\alpha \sim 2$. O espectro para freqüências de microondas está mostrado na Figura 2.1. A extrapolação desta emissão para freqüências de microondas, usando a relação anterior, é possível, mas, como veremos mais adiante, existe outro método mais preciso.

As principais propriedades observáveis do meio interestelar são a extinção interestelar, o avermelhamento da luz das estrelas, o espalhamento da radiação estelar, a polarização interestelar e a emissão térmica pelos grãos. Neste trabalho, estamos interessados na emissão térmica da poeira e como a extinção interestelar, que pode ser por absorção ou espalhamento, afeta as medidas da radiação cósmica em microondas. O efeito da extinção é observado nas regiões de formação estelar, principalmente nas regiões próximas ao Plano da Galáxia, que se caracterizam por conter quantidades elevadas de poeira concentradas em nuvens frias. A emissão térmica da poeira é observada em regiões mais difusas próximas ao Plano Galáctico e se estende até latitudes médias da Galáxia.

2.4 Emissão Anômala

Reportada em vários estudos da emissão galáctica em microondas, ela se caracteriza por ser uma emissão intensa entre 10 e 60 GHz e que estaria correlacionada espacialmente com a distribuição de poeira no meio interestelar (e.g. Banday *et al.* (2003), Finkbeiner (2004)). O espectro esperado da emissão anômala é diferente do espectro da emissão térmica da poeira, podendo ser não-térmico ou de acordo com vários modelos já sugeridos. Entre eles, estão: a emissão por *spinning-dust*, emissão associada a pequenos grãos que giram em freqüências elevadas; emissão por grãos magnetizados, associada a flutuações da magnetização dos grãos; emissão de baixa temperatura de pequenos grãos. Revisaremos a seguir os principais estudos de emissão galáctica o os modelos mais aceitos para a emissão anômala.

2.4.1 Estudos de Emissão Galáctica

Estudos da emissão galáctica foram realizados para extrair contaminantes dos mapas de anisotropias da RCFM (para uma cobertura histórica mais abrangente ver Partridge (1995)). Com os dados do *Differential Microwave Radiometer* (DMR) do satélite COBE,

que observou o céu inteiro em 31,5; 53 e 90 GHz com uma resolução de ~ 7°, foram realizados vários estudos da emissão galáctica e foi possível elaborar modelos para estas emissões. O estudo da contribuição da emissão galáctica nos dados do DMR foi realizado por Bennett *et al.* (1992) e Kogut *et al.* (1996). Eles aplicaram técnicas de correlação cruzada entre os dados do DMR e os dados do DIRBE, no infravermelho, e também com o mapa em 408 MHz (Haslam *et al.*, 1982). Na sua análise, encontraram um excesso de emissão com índice espectral similar ao da emissão livre-livre, que foi interpretado como emissão livre-livre. Posteriormente Kogut (1999), analisando pequenas partes do céu, mostrou que o excesso de emissão é mais intenso que a emissão livre-livre traçada pela emissão de H α , indicando que esta componente não pode ser devida apenas à emissão livre-livre.

Experimentos posteriores ao DMR/COBE estudaram a emissão Galáctica com resoluções superiores, embora tenham observado regiões específicas do céu. Vários deles identificaram uma emissão anômala, ou "Foreground X", como é comunmente conhecido, baseados na característica de que a intensidade aumenta para freqüências menores que 50 GHz. Segundo um trabalho realizado com os dados do experimento Tenerife em 10 e 15 GHz por de Oliveira-Costa et al. (1999), a componente da poeira obtida correlacionando-os com o mapa DIRBE resulta ser maior em 15 GHz, o que indica que o espectro muda de inclinação entre 15 e 30 GHz. Este efeito é esperado na emissão de spinning-dust, que teria um máximo em ~ 20 GHz (Draine e Lazarian, 1998). Em um novo estudo usando os dados de Tenerife, de Oliveira-Costa et al. (2002) usaram o mapa de H α do Winsconsin H-Alpha Mapper (WHAM, Reynolds et al. (2002)) para mostrar que a emissão que está correlacionada com o mapa DIRBE não está dominada por emissão livre-livre. Eles sugerem que a emissão de *spinning-dust* por grãos diminutos teria boa correlação com os grãos maiores observados no infravermelho, só que em escalas angulares maiores, e que os dados de experimentos com maior resolução poderiam se ajustar a este modelo. Juntando dados de OVRO (Leitch et al., 2000) (14,5 GHz e 31,7 GHz) e do experimento SP94 (Gundersen et al., 1995) (entre 27 GHz e 44 GHz), Mukherjee et al. (2002) realizaram uma correlação com dados de H α do VTSS (Virginia Tech Spectral line Survey, Dennison et al. (1998)) e do SHASSA (Southern H-Alpha Sky Survey, Gaustad et al. (2001)) e com dados do IRAS em 12 e 60 μ m e de Schlegel *et al.* (1998) em 100 μ m. Eles reportam que é possível que duas componentes estejam correlacionadas com poeira, que são a emissão livre-livre e a emissão de *spinning-dust*.

Uma nova geração de experimentos de maior resolução angular inclui o satélite WMAP, que observou o céu inteiro em cinco freqüências: 23 (banda K), 33 (banda Ka), 41 (banda Q), 61 (banda V) e 94 GHz (banda W), com resoluções entre 13 e 50 minutos de arco.

Entre os produtos do WMAP, estão os mapas do céu inteiro em cada banda e as máscaras usadas para excluir regiões de alta contaminação galáctica na análise dos mapas. O método que usaram para estudar as componentes galácticas foi o método de máxima entropia (MEM) (Bennett *et al.*, 2003). Com ele, é possível separar dos mapas as três componentes galácticas conhecidas partindo de mapas iniciais para cada emissão, e de modelos de variação espectral para cada componente. Ajustando de forma iterativa os parâmetros para as amplitudes e para os índices espectrais, eles obtêm mapas para cada emissão em cada banda. Este método permite estudar as três emissões, mas não é possível aplicá-lo na subtração de emissões dos mapas de RCFM devido ao complicado ruído e às correlações no sinal.

A equipe do WMAP aplicou também o método MEM para ajustar a emissão de *spinning-dust*. A contribuição dessa emissão ao sinal obtida por eles é de apenas 5%, embora seja o resultado da análise global que pode estar dominado pelas regiões mais intensas, este não reflete o comportamento das regiões difusas. Com os mapas MEM, eles obtêm índices espectrais para o intervalo entre 408 MHz e 41 GHz que sugerem que a componente nas freqüências menores (bandas K e Ka) é de tipo síncrotron.

Eles também realizaram um ajuste com mapas galácticos aplicando a máscara Kp2. Esta máscara será usada neste trabalho e a definimos mais adiante. O resultado da correlação entre mapas mostra que a correlação aumenta para as freqüências menores do WMAP. Com os coeficientes para cada emissão, eles subtraem a emissão galáctica residual dos mapas do WMAP. Da combinação linear entre os mapas de varias freqüências também geram um mapa de RCFM sem contaminação da Galáxia.

Na resposta ao trabalho do WMAP, de Oliveira-Costa *et al.* (2004) indicam que o mapa da emissão síncrotron obtido pelo WMAP não está dominado por emissão síncrotron e que os dados de Tenerife em 10 e 15 GHz indicam que o espectro do "Foreground X" tem uma inclinação menor que nas freqüências do WMAP e uma provável queda nas freqüências menores que 20 GHz.

Os resultados de vários estudos usam o aumento da correlação com a poeira para menores freqüências como argumento para a emissão anômala. Outros aspectos devem ser considerados antes de se afirmar qual é a fonte desta correlação. Um deles é poder diminuir a contribuição das emissões conhecidas antes de correlacionar com os mapas galácticos e procurar as possíveis fontes nos mapas. Nesse sentido, Finkbeiner (2004) explora os dados do WMAP e obtém um mapa para *spinning-dust* baseado na emissão da poeira que é subtraída dos mapas conjuntamente com as outras componentes Galácticas. Ele encontra um resíduo, ou "haze", na região do Centro Galáctico. Seus resultados para *spinning-dust*

têm um comportamento similar aos dos outros estudos, só que para freqüências menores usa dados de fontes difusas. Ele indica que sua análise requer a inclusão de *spinning-dust* para ajustar seus mapas.

Uma reanálise dos dados do DMR foi realizada recentemente por Banday *et al.* (2003), desta vez utilizando como mapa de emissão livre-livre o mapa de H α de Dickinson *et al.* (2003). Eles usaram técnicas de correlação cruzada para reavaliar a contribuição Galáctica nos dados do DMR e estudaram as regiões para $|b|>15^{\circ}$, 20° e 30°. Para evitar ambigüidade entre as emissões, consideraram que a emissão H α tem correlação com a poeira. Ao subtrair dos mapas a contribuição da poeira térmica, permanece uma componente anômala que está correlacionada com a distribuição da poeira, dada pelo mapa em 100 μ m, e se ajusta a um espectro da forma $\nu^{-\beta}$, em que $\beta \sim 2,5$ no intervalo de freqüências do DMR. Eles interpretam este resultado como emissão síncrotron mas com morfologia do tipo da poeira.

Lagache (2003) estuda a contribuição do gás em latitudes galácticas elevadas com os dados do WMAP, mapas de poeira (DIRBE, FIRAS) e mapas de traçadores de gás (HI e $H\alpha$). Encontra um excesso de emissão, ao descontar as outras contribuições, que decresce em amplitude quando a opacidade aumenta e é observado na emissão de grãos de poeira aquecidos em forma transiente nas nuvens interestelares densas. Este excesso de emissão está associado com as pequenas partículas de poeira aquecidas em forma transiente. Dentro dos possíveis modelos para explicar esta emissão anômala que estão relacionados com pequenas partículas de poeira estão a emissão de grãos giratórios, ou *spinning-dust*, e a emissão de pequenos grãos que esfriam até temperaturas muito baixas.

2.4.2 Modelo de Emissão de Spinning-dust

A emissão de *spinning-dust* está associada a diminutos grãos que giram com freqüências elevadas. Entre os principais processos para gerar rotação nos grãos estão as colisões com átomos e íons, e interações de longo alcance com íons em movimento. A emissão de *spinning-dust* depende da componente do momento de dipolo elétrico, μ , perpendicular à velocidade angular, ω .

Draine e Lazarian (1998) realizaram o estudo da emissão de radiação de grãos giratórios que emitem entre 10 e 100 GHz por emissão rotacional de dipolo elétrico. As condições do meio interestelar que consideram no seu modelo são: o meio neutro frio (CNM, do inglês *cold neutral medium*), o meio neutro quente (WNM, *warm neutral medium*), o meio ionizado quente (WIM, *warm ionized medium*), as nuvens moleculares (MC, *molecular clouds*) e as nuvens escuras (DC, *dark clouds*).

Nas regiões difusas (WIM, WNM, CNM), a maior parte da poeira é aquecida pelo fundo estelar até temperaturas de ~ 18 K, irradiando intensamente em ~ $100 \,\mu$ m. Portanto, a emissão de poeira em $100 \,\mu$ m traça a massa do material WIM, WNM e CNM.

Na Figura 2.2 está mostrado o espectro estimado para os modelos CNM, WNM, WIM, MC e DC. A emissividade por H, j_{ν}/H , com unidades em Jy sr⁻¹/H, para uma distribuição de freqüências de rotação está dada por

$$\frac{j_{\nu}}{n_H} = \left(\frac{8}{3\pi}\right)^{1/2} \frac{1}{n_H c^3} \int da \frac{dn}{da} \frac{\mu^2 \omega^6}{\langle \omega^2 \rangle^{3/2}} exp\left(\frac{-3\omega^2}{2\langle \omega^2 \rangle}\right) \;.$$

O cálculo desta emissividade é realizado para uma distribuição de tamanhos dos grãos de acordo com as diferentes condições do meio interestelar.

Draine e Lazarian (1998) consideram uma distribuição dos tamanhos dos grãos da forma:

$$\frac{1}{n_H}\frac{dn}{da} = A_{MRN}a^{-3,5} + Ba^{-1}exp\left\{-\frac{1}{2}\left[\frac{\ln(a/a_0)}{\sigma}\right]^2\right\}$$

em que $a_0 = 0, 6$ nm e $\sigma = 0, 4$. O coeficiente *B* é escolhido tal que os grãos contenham uma fração de 5% da abundância total do carbono. Para nuvens moleculares densas, a emissão observada indica uma abundância de 1/5 da abundância para nuvens difusas.

O primeiro termo é devido à distribuição de grãos de Mathis, Rumpl & Nordsieck (MRN) (Mathis *et al.*, 1977), estendida a tamanhos muito pequenos de grãos, *a*, pode dar uma estimativa da população de grãos muito pequenos. Para a componente de grafite, ela é:

$$\frac{dn}{da} = n_H A_{MRN} a^{-3,5} \,,$$

com $A_{MRN} = 10^{-25,16} \,\mathrm{cm}^{2,5}$.

Já que a freqüência de rotação do grão, ω , depende inversamente do tamanho do grão a. Para o meio interestelar difuso, a emissão de microondas devida aos grãos é significativa só para freqüências de rotação $\omega/2\pi \ge 1$ GHz, que corresponde a grãos com tamanhos $a \le 3 \cdot 10^{-7}$ cm e número de átomos $N \le 10^4$. No tratamento realizado por Draine e Lazarian (1998), eles indicam que a intensa emissão infravermelha observada pelo IRAS pode ser interpretada como uma possível existência de uma população substancial de grãos pequenos.



FIGURA 2.2- Emissividade de spinning-dust para as condições do meio interestelar CNM, WIM, WNM, MC e DC de acordo com os modelos de Draine e Lazarian (1998). Também é mostrada a emissão térmica de poeira e a emissão quando se soma ao modelo CNM.

2.4.3 Emissão de Grãos Magnetizados

Os grãos num campo magnético oscilante podem emitir por emissão de dipolo magnético (Draine e Lazarian, 1999). Se os grãos possuem incrustações de material magnético, a emissão se intensifica. Para que esta emissão seja intensa em microondas são necessários grãos com grande concentração ferromagnética ou com propriedades magnéticas. O espectro esperado para esta emissão é menos acentuado que o do *spinning-dust*. Portanto, este modelo poderia contribuir com parte da emissão anômala.

2.4.4 Emissão por Grãos Pequenos Frios

Do estudo da emissão de HI, Lagache (2003) conclui que os grãos pequenos podem ser outro mecanismo para a emissão anômala. Os grãos pequenos são aquecidos quando um fotom ultravioleta é absorvido. Se o intervalo médio entre o impacto de fotons sucessivos é maior que o tempo de esfriamento entre dois impactos, a temperatura das partículas será muito baixa, sendo da ordem da temperatura da RCFM. Desta forma, estas partículas podem emitir significativamente em freqüências de microondas.

CAPÍTULO 3

MAPAS DO EXPERIMENTO BEAST E MAPAS DE EMISSÃO GALÁCTICA

Os mapas que usamos neste trabalho para estudar a componente anômala da Galáxia são mapas em microondas obtidos com o experimento BEAST. Para extrair e estudar as componentes de emissão galáctica nos mapas BEAST, usaremos mapas de referência para cada emissão galáctica. Neste capítulo descrevemos brevemente as características do telescópio BEAST, os mapas BEAST e os mapas galácticos.

3.1 O Experimento BEAST

O experimento BEAST (*Background Emission Anisotropy Scanning Telescope*) é o resultado de uma colaboração entre os grupos de Cosmologia Observacional do INPE, da Universidade da Califórnia em Santa Bárbara (UCSB-EUA), da Universidade Federal de Itajubá (UNIFEI), do Jet Propulsion Laboratory (JPL-EUA), da Universidade de Roma, da Universidade de Milão e do Instituto de Astrofísica Espacial (IASF/CNR) em Bologna (Itália). Na Figura 3.1 é mostrado o experimento BEAST na configuração para vôo em balão.

O instrumento foi desenvolvido para coletar dados de anisotropias da RCFM a bordo de balão estratosférico e depois foi adaptado para realizar observações no solo. O lugar escolhido foi a estação científica de White Mountain, localizada sobre uma montanha a ~ 3800 m de altura, em Barcroft, Califórnia, EUA, cuja latitude do local é de $\sim +37^{\circ}$.

3.1.1 O Telescópio BEAST

O telescópio em si é um instrumento com um sistema óptico tipo gregoriano não-axial, ou seja, não existem obstáculos para o sinal de entrada. Dois espelhos, o primário paraboloidal (2,2 m) e o secundário elipsoidal (0,6 m), focalizam o sinal no plano óptico, que permite acomodar várias cornetas. No plano focal foram dispostas oito cornetas para os correspondentes canais de medição: seis em 41,5 GHz (banda Q) e dois em 30 GHz (banda Ka). Na Figura 3.2 é mostrado o desenho do sistema óptico do BEAST, cujos detalhes estão em Figueiredo *et al.* (2005). Os receptores para cada canal, conectados às cornetas, são do tipo potência total com amplificadores do tipo HEMT (*High Electron Mobility Transistor*) resfriados a 3,4 K (banda Q) e 2,9 K (banda Ka). A medida das flutuações da RCFM é obtida com um *AC coupling*, que subtrai os valores médios das medidas, ou nível DC, ficando só as variações em relação a este nível. O sinal é integrado e digitalizado em uma série temporal de dados para ser armazenado. Para uma descrição detalhada do instrumento ver Childers et al. (2005).



FIGURA 3.1- Fotografia do telescópio BEAST em sua configuração para vôo em balão.



FIGURA 3.2- Desenho em corte do sistema óptico do BEAST. FONTE: Figueiredo *et al.* (2005).



FIGURA 3.3- Esquema da trajetória no céu que realizam os feixes do BEAST. Esquema centrado no zênite. FONTE: Figueiredo et al. (2005).

Acoplado ao sistema óptico está um espelho plano giratório. O espelho de 2,6 m de diâmetro gira com uma freqüência de 2 Hz inclinado 2° em relação a seu eixo de giro. Com ele, o BEAST realiza uma varredura ao redor do zênite local com trajetórias do feixe quase elípticas de $\sim 9°$ de largura, como mostrado na Figura 3.3. A estratégia de observação utilizada para coletar os dados usados neste trabalho foi a de manter fixo o ângulo de elevação perto de 90° e permitir que a rotação da Terra realizasse a varredura das regiões do céu que passam perto do zênite enquanto o feixe do telescópio é direcionado pelo espelho plano giratório. A região mapeada resulta, em coordenadas celestes, em um anel de declinação de $\sim 10°$ de largura ao redor do Pólo Norte Celeste, como se vê na projeção gráfica da Figura 3.4.

O sistema de apontamento do BEAST depende do espelho giratório que direciona o feixe do telescópio no céu. Na série temporal de dados, se realiza uma *binagem* para que um giro do espelho plano represente 250 setores discretos. Por meio de codificadores da posição de giro, é possível sincronizar a leitura de dados com os setores em que o BEAST aponta. Esses dados de apontamento são convertidos em números de pixels para que sejam usados na elaboração de mapas.

3.1.2 Os Mapas BEAST

A produção dos mapas passa por várias etapas que descrevemos brevemente a seguir. Para uma descrição mais detalhada ver Meinhold *et al.* (2005). Os mapas usados aqui foram gerados com dados colhidos em duas campanhas de observação entre julho de 2001 e outubro de 2002, resultando aproximadamente em total 680 horas de dados.

Na análise dos dados, são considerados dois efeitos: a variação atmosférica e os efeitos sistemáticos do receptor. O efeito da variação da atmosfera é devido à variação do ângulo de elevação em cada giro do espelho. Este efeito periódico é reduzido subtraindo na série temporal os valores médios de uma hora de dados por setor. Os efeitos sistemáticos mais evidentes vinculados ao processo de medida são o ruído 1/f e a rotação do espelho em 2 Hz. Eles são reduzidos ao se aplicar um filtro passa-altas, que corta freqüências menores que 10 Hz, com o qual se reduz o efeito de *striping* nos mapas.

Os dados do receptor sincronizados aos dados do apontamento são analisados para identificar os dados úteis que são gravados em arquivos, incluindo colunas de dados para cada canal e colunas para os índices dos respectivos pixels. Os mapas são produzidos em três etapas: (1) subtração do efeito da atmosfera, (2) filtragem em 10 Hz, (3) soma das medidas de temperatura e obtenção da média para cada pixel observado; com isso são obtidos os mapas diários. Para obter os mapas totais para cada canal, é realizada uma média entre mapas diários ponderada pelos desvios padrão de cada mapa. Os mapas finais para cada banda são obtidos com uma média entre canais ponderada pelos desvios padrão de cada canal: 2 na banda Ka e 4 na banda Q (dois canais na banda Q não operaram durante a campanha).

A pixelização escolhida para os mapas BEAST foi a utilizada pelo HEALPix (Górski et al., 1999) (Hierarchical, Equal Area, and iso-Latitude Pixelization)¹. Este é um sistema de pixelização da esfera celeste que, aplicado aos dados de RCFM, permite, entre outras facilidades, manipulá-los em ambiente IDL² de forma eficiente. A esfera celeste é dividida em 12 pixels-base que são subdivididos em níveis de resolução, N_{side} , que correspondem a um número de pixels $N_{pix} = 12N_{side}^2$. Por exemplo, para $N_{side} = 512$, $N_{pix} = 3.145.728$ pixels. Os pixels são rombóides de lados curvos com áreas iguais e estão distribuídos em anéis de latitude constante. Para manipular e visualizar os mapas, os autores disponibilizaram um conjunto de ferramentas para ser utilizadas em IDL e também para uso direto (smoothing, anafast, synfast), algumas delas usadas na realização deste trabalho.

¹http://www.eso.org/science/healpix/

²Interactive Data Language. http://www.rsinc.com/idl/


FIGURA 3.4- Mapa BEAST na banda Q em coordenadas equatoriais celestes. O mapa está centrado no Pólo Norte Celeste e a grade tem espaçamento de 15°.

Os mapas BEAST estão em formato HEALPix com $N_{side} = 512$, que corresponde a uma resolução de pixel de 6,9 minutos de arco. A resolução efetiva estimada dos mapas é de 30' (Ka) e 23' (Q). O ordenamento HEALPix escolhido é o RING, os mapas estão em coordenadas celestes e a temperatura em kelvin. Os mapas estão gravados em arquivos no formato FITS (*Flexible Image Transport System*). Estes arquivos estão organizados em forma de estrutura de dados dividida em duas partes. A primeira é uma descrição do arquivo e na segunda estão a temperatura, o número de observações e a variância da temperatura de cada pixel.

Os mapas finais são mapas nas freqüências de 30 GHz (banda Ka) e 41,5 GHz (banda Q),



FIGURA 3.5- Região observada pelo BEAST em coordenadas galácticas.

cuja região observada é um anel de 24 h de ascensão reta com uma faixa de declinação entre +33° e +42°. O BEAST observou uma área do céu de 2470 graus quadrados (~ 5% do céu), que no HEALPix equivale a ~ 200.000 pixels. Na Figura 3.4, se vê o mapa BEAST na banda Q em coordenadas celestes centrado no Pólo Norte Celeste. A ascensão reta (α) é lida a partir da linha radial inferior em sentido horário. A região do céu que aparece no mapa inclui o equador galáctico em dois setores do mapa. Em um deles, está a região de Cygnus ($\alpha \sim 20$ h) e no outro estão as regiões de Auriga e Perseus ($\alpha \sim 5 - 6$ h). Nos mapas, aparece uma estrutura evidente nas coordenadas celestes $\alpha \sim 60^{\circ}$, $\delta \sim 36^{\circ}$, que corresponde à região de Perseus. Esta fonte difusa extensa é uma região HII brilhante. Catalogada como NGC 1499, também é conhecida como "Nebulosa Califórnia". Nos mapas, também são visíveis algumas fontes pontuais, como Cygnus A, e na borda aparece a fonte 3C04.

Em coordenadas galácticas, o anel observado pelo BEAST abrange a região cujos limites são: $52^{\circ} < l < 194^{\circ}$, $-30^{\circ} < b < 84^{\circ}$, mostrados na Figura 3.5. O Plano Galáctico cruza o mapa BEAST aproximadamente nas longitudes 80° e 160°, nas regiões de Cygnus e do anticentro galáctico, respectivamente.

3.1.3 O Simulador de Apontamento do BEAST

A equipe do BEAST elaborou também um simulador do apontamento do telescópio (*BEASTer*). O objetivo deste simulador é transformar um mapa qualquer ao sistema de apontamento do BEAST. Com o propósito de gerar os dados do apontamento do BEAST, eles utilizaram uma observação padrão do BEAST, que corresponde a uma amostragem

de um dia típico de observação, resultando em 24 arquivos, um para cada hora observada. Os dados do apontamento são os índices dos pixels para cada setor, rotação e canal. Para processar um mapa, na entrada devemos selecionar a banda (Ka ou Q) na qual se quer processar o mapa. Com isso, só serão processados os canais correspondentes a cada banda. O mapa de entrada é lido e passado ao formato da série de dados original do BEAST. Com o mapa nesta forma, o *BEASTer* realiza as mesmas etapas da produção de mapas do BEAST descritas antes. Desta forma, são considerados só os pixels observados pelo BEAST e o resultado é um mapa com as mesmas características espaciais e de amostragem da temperatura dos mapas BEAST na freqüência escolhida.

3.2 Mapas de Emissão Galáctica

O método usado neste trabalho requer mapas de referência para cada componente de emissão galáctica. Neste estudo, usamos vários mapas de emissão galáctica, que são mapas em diferentes freqüências que representam as emissões galácticas em microondas.

3.2.1 Mapas de Emissão Síncrotron

O mapa síncrotron freqüentemente usado em trabalhos sobre RCFM é o mapa em 408 MHz preparado por Haslam *et al.* (1982) com uma resolução de 0,85 grau. Neste mapa, estão presentes o efeito de *striping*, devido à técnica observacional, e fontes pontuais. Para que este mapa possa ser usado como mapa de referência, o *striping* e as fontes devem ser retiradas. Platania *et al.* (2004) processaram este mapa subtraindo o *striping* e as fontes pontuais, mas deixaram as fontes extensas Cygnus A e Cassiopéia A. Este mapa está na Figura 3.6 na representação HEALPix.

O mapa em 408 MHz gerado pela equipe de WMAP (disponível no site LAMBDA³) é um mapa em que foi retirado o *striping* e todas as fontes pontuais (ver Figura 3.7). Para isso, os dados originais foram processados no domínio de Fourier para eliminar o *striping* e as fontes pontuais intensas, e interpolado, em coordenadas galácticas, na projeção HEALPix.

3.2.2 Mapa de Emissão Livre-Livre

No meio interestelar ionizado se produz a emissão livre-livre assim como a emissão da linha H α do hidrogênio ($\lambda = 656, 3$ nm). A emissão de H α se mede, em unidades de intensidade, em Rayleigh (R), em que $1R \equiv 10^6/4\pi$ fotons s⁻¹ cm⁻² sr⁻¹. Um mapa de H α pode-se converter em um mapa de emissão livre-livre (em K) através da relação em

³http://lambda.gsfc.nasa.gov



FIGURA 3.6- Mapa da emissão em 408 MHz de Haslam *et al.* (1982), usado como mapa de referência para a emissão síncrotron. Versão de Platania *et al.* (2004).



FIGURA 3.7- Mapa da emissão em 408 MHz de Haslam *et al.* (1982), usado como mapa de referência para a emissão síncrotron. Versão do site LAMBDA.

unidades de $\mu K/R$ (Dickinson *et al.*, 2003):

$$\frac{T_b^{ff}}{I_{H\alpha}} = 8,396 \cdot 10^3 \, a \, \nu_{GHz}^{-2,1} \, T_4^{0,667} \, 10^{0,029/T_4} \, (1+0,08)$$

em que $T_4 = T_e/10000K$, T_e é a temperatura eletrônica e $a \sim 1$ é uma constante que depende do fator de Gaunt. Estes parâmetros estão descritos na Seção 2.2.

Para as freqüências do BEAST, usando $T_e = 7000$ K, os fatores de conversão ficam:

ν	a	T_b^{ff}/I_{Hlpha}
[GHz]		$[\mu K/R]$
30	0,94	5,83
41, 5	0,92	2,90

Desta forma, podemos usar o mapa de H α como mapa de emissão livre-livre. Uma das incertezas na predição de emissão livre-livre, partindo da emissão de H α , está na temperatura eletrônica do meio, que varia em ± 1000 K. A liberação dos dados dos mapeamentos VTSS (Virginia Tech Spectral line Survey) (Dennison *et al.*, 1998), WHAM (Winsconsin H-Alpha Mapper) (Reynolds *et al.*, 2002) e SHASSA (Southern H-Alpha Sky Survey) (Gaustad *et al.*, 2001) possibilitou a produção de mapas de H α do céu inteiro. No nosso trabalho, usamos o mapa de Finkbeiner (2003) baseado nesses três mapeamentos. Este mapa foi processado para extrair os objetos estelares, mas deixam as fontes extensas, como a região HII NGC 1499. A resolução do mapa é de 6' e na versão HEALPix está com $N_{side} = 512$. A Figura 3.8 mostra o mapa que usamos.

3.2.3 Mapa de Emissão de Poeira

A poeira interestelar emite principalmente no infravermelho distante. Combinando as observações feitas pelo ISSA/IRAS e DIRBE/COBE, Schlegel *et al.* (1998) elaboraram um mapa da emissão da poeira em 100 μ m. O mapa da intensidade específica em 100 μ m está em unidades de MJy sr⁻¹ e tem uma resolução de 6 minutos de arco. O mapa foi processado para ficar livre de fontes pontuais e luz zodiacal que emitem neste comprimento de onda.

Nós usamos este mapa para mapear a distribuição espacial da poeira, que também pode ser usado para identificar as regiões do meio interestelar com maior extinção interestelar, que produzem alta absorção de radiação. Por este motivo, nas regiões com maior



FIGURA 3.8- Mapa da emissão de H α de Finkbeiner (2003), usado como mapa de referência para a emissão livre-livre.



FIGURA 3.9- Mapa da emissão em $100 \,\mu\text{m}$ de Schlegel *et al.* (1998), usado como mapa de referência para a emissão de poeira.

densidade de poeira, temos alta incerteza na determinação de componentes galácticos. Os autores disponibilizaram os mapas em várias resoluções na projeção Lambert e também no formato HEALPix. Nós usamos esta última com a mesma resolução dos mapas BEAST, como mostra a Figura 3.9 em coordenadas galácticas.

3.2.4 Mapas de Emissão de Poeira Extrapolados para Microondas

A emissão da poeira em 100 μ m, que equivale à freqüência de 3000 GHz, pode ser extrapolada para freqüências de microondas usando a relação para o espectro térmico de poeira. Utilizando dados espectrais do FIRAS/COBE, Finkbeiner *et al.* (1999) ajustaram vários modelos baseados em duas componentes da poeira para predizer a emissão resultante de ambas. O modelo que apresenta melhor ajuste com os dados de FIRAS é o modelo 8, que nós escolhemos. Este considera uma população mista de grãos de silicato e carbonato com uma componente quente a 16,2 K e outra fria a 9,4 K. Nós geramos os mapas extrapolados nas freqüências do BEAST utilizando os mapas de poeira para os dois hemisférios celestes e as rotinas IDL disponibilizados pelos autores⁴. A rotina calcula o valor da predição de temperatura para o modelo escolhido para as coordenadas galácticas (l,b), as quais, por sua vez, correspondem a um número de pixels no HEALPix. Os mapas foram gerados usando a resolução com 1024 × 1024 pixels, resolução suficiente para nosso propósito. Na Figura 3.10 estão os mapas obtidos para 30 e 41,5 GHz. A saída pode ser em unidades MJy sr⁻¹ ou em μ K. A transformação entre intensidade de radiação e temperatura de antena é também possível usando a lei de Rayleigh-Jeans

$$I_{\nu} = \frac{2\nu^2 k}{c^2} T_A \; ,$$

que em unidades de $\mu K/MJy sr^{-1}$ se expressa como o fator de conversão:

$$\frac{T_A}{I_{\nu}} = 4026 \left(\frac{\nu}{90 \,\text{GHz}}\right)^{-2}$$

Para as freqüências do BEAST os fatores de conversão são:

ν	T_A/I_{ν}
$[\mathrm{GHz}]$	$[\mu \rm K/MJy sr^{-1}]$
30	36234
41, 5	18935

As equações e a descrição completa para realizar esta extrapolação estão em Finkbeiner $et \ al. \ (1999).$

⁴http://astron.berkeley.edu/dust/



FIGURA 3.10- Mapas da emissão de poeira extrapolados para 30 GHz (a) e 41,5 GHz (b), usando o modelo 8 de Finkbeiner *et al.* (1999).

CAPÍTULO 4

METODOLOGIA

Neste capítulo, descrevemos como preparamos os mapas BEAST e os mapas de emissão galáctica para a análise; depois, como obtemos as componentes galácticas presentes nos mapas BEAST e como estudamos a possível componente anômala e os índices espectrais para essas emissões. Descrevemos o método de correlação aplicado aos dados de RCFM.

4.1 Preparação dos Mapas

Antes de analisar os mapas, devemos processá-los para que tenham as mesmas características: sistema de coordenadas (equatoriais celestes), resolução (HEALPix, $N_{side} = 512$), unidades (K), sistema de apontamento (BEAST).

A transformação de coordenadas é feita utilizando as rotinas do HEALPix para transformar os índices dos pixels em coordenadas e vice-versa. A transformação de coordenadas é realizada pela rotina **EULER**¹. Essas ferramentas são usadas em várias etapas da análise.

4.1.1 Transformação dos Mapas ao Sistema de Observação do BEAST

Para que possamos realizar correlações entre mapas, eles devem ter as mesmas características da técnica observacional, como ser o padrão de varredura e a filtragem dos dados. O sistema de apontamento do BEAST dá um caráter particular aos mapas. A técnica de varredura e de aquisição de dados usada no BEAST introduz efeitos que aparecem nos mapas como fluctuações inversas que acompanham aos sinais mais intensos. A solução que a equipe do BEAST encontrou para tratar esses efeitos foi a de gerar um simulador do sistema de apontamento do BEAST, descrito na Seção 3.1.3. Com ele podemos inserir nos mapas externos as características espaciais dos mapas BEAST. Aplicamos o simulador **BEASTer** a todos os mapas galácticos que usamos neste trabalho. Com isso, todos os mapas galácticos terão suas versões nas bandas Ka e Q. Esta operação deve ser realizada antes de qualquer análise dos mapas. Na Figura 4.2(a) é mostrado o mapa de poeira original, e na Figura 4.2(b) está o mapa no sistema BEAST.

4.1.2 Suavização dos Mapas

Para realizar estudos das componentes de emissão galáctica, usualmente são de interesse as estruturas presentes nos mapas e não pixels individuais. Para igualar a resolução de

¹http://idlastro.gsfc.nasa.gov/homepage.html

todos os mapas, e desta forma evitar efeitos associados à diferença de resolução entre eles, aplicamos aos mapas, que estão no sistema BEAST, uma suavização para 60' (FWHM) usando o programa **smoothing** do HEALPix. A suavização é aplicada antes de correlacionar e analisar os mapas. Isso permite a comparação de nossos resultados com os resultados de outras equipes. No caso do WMAP, encontramos alta correlação entre os mapas WMAP e os mapas BEAST quando os mapas estão suavizados a 1°. Isso dá uma referência para nossos resultados. Uma vantagem adicional dos mapas suavizados é que eles são mais fáceis de inspecionar e comparar, especialmente no caso de fontes difusas. Na Figura 4.1(a), é mostrada a suavização feita no mapa BEAST. Na Figura 4.1(b) o intervalo de temperaturas foi reduzido para notar detalhes das estruturas galácticas presentes no mapa BEAST e como estão distribuídas espacialmente. Na Figura 4.2(c), se mostra a suavização aplicada ao mapa de poeira. Com os mapas nesta forma, realizamos a análise das componentes de emissão galáctica.

4.2 Componentes de Emissão Galáctica

O passo a seguir é a obtenção das componentes de emissão galáctica nos mapas BEAST. Em geral, esse procedimento consiste em realizar uma correlação entre os mapas BEAST e os mapas galácticos para obter indicadores do grau de correlação entre eles. Dessa forma, obtemos para cada emissão galáctica os coeficientes de acoplamento, α_i , que relacionam os mapas BEAST e os mapas galácticos, e a contribuição do componente galáctico nos mapas, dada pela temperatura rms, ΔT_i , com seus respectivos desvios padrão, e também sua contribuição percentual nos mapas BEAST, $\Delta T_i/\sigma_B$. As componentes síncrotron e livre-livre obtidas servirão para as seguintes etapas da análise, enquanto que a componente de poeira obtida inclui todas as emissões de poeira.

O método de correlação que usamos foi aplicado ao estudo de decontaminação de emissão galáctica em mapas do BEAST (Mejía *et al.*, 2005), e em outros estudos de componentes de emissão galáctica (e.g. de Oliveira-Costa *et al.* (2004), Banday *et al.* (2003)). O mapa do BEAST se relaciona linearmente com o mapa galáctico através de uma constante de acoplamento. Os dados de entrada são os mapas do BEAST e mapas galácticos e a saída são os coeficientes de acoplamento. O método requer que se saiba a estimativa do erro ou saber a variância do mapa. A seguir, desenvolvemos esse método em sua forma geral e no caso em que nós o aplicamos.



FIGURA 4.1- Processos aplicados nos mapas BEAST: (a) suavização a 1°; (b) mapa suavizado reduzida a amplitude para mostrar detalhes do mapa; (c) corte usando a máscara Kp0; (d) corte usando a máscara Kp2.



FIGURA 4.2- Processos aplicados aos mapas galácticos: (a) mapa em 100 μ m, (b) transformação ao sistema do BEAST; (c) suavização a 1°; (d) aplicação da máscara Kp2 e da máscara em Cygnus A.

4.2.1 Técnica de Correlação-Cruzada: Método de Mínimos Quadrados Aplicado para Estimar a Contribuição Galáctica nos Dados de RCFM

Entre os métodos de ajuste, a técnica de correlação-cruzada é amplamente utilizada para encontrar a relação entre dois conjuntos de dados. Muitas vezes se tem dados conhecidos e medidas relacionadas por alguma função conhecida, na qual estão parâmetros desconhecidos. Os dados x são considerados fixos e a variabilidade é atribuída às medidas y.

O método de mínimos quadrados permite encontrar os melhores valores dos r parâmetros α para que a função que relaciona os dados e os parâmetros, $p(x_i; \alpha)$, dê um bom ajuste para as N medidas y_i . Neste método, assim como em outros métodos para estimar parâmetros, o objetivo é encontrar estimadores $\hat{\alpha}$ para os parâmetros α que relacionam os n pares de dados (x_i, y_i) . Neste método, as medidas não precisam estar distribuídas normalmente e suas propriedades não dependem da distribuição. Quando as medidas são independentes e correspondem a uma distribuição normal, o método de mínimos quadrados se reduz ao método de máxima verossimilhança ou χ^2 mínimo. Uma descrição completa do método está em Meyer (1975).

A aplicação deste método aos dados de RCFM foi realizada da seguinte maneira: em nosso caso, os dados x_{GAL} são os mapas galácticos, considerados fixos; as medidas y_B são os mapas de anisotropias da RCFM do BEAST, que têm a variação fenomenológica das medidas nos desvios em cada pixel. Para o caso linear, a função $p(x_i; \alpha) = \sum_{i=1}^r \alpha_i g_i(x)$, em que $g_i(x)$ são funções conhecidas de x.

Supondo que as medidas de RCFM obtidas pelo BEAST, y_B , resultam de uma superposição das variações da temperatura da RCFM, x_{RCFM} , das emissões da Galáxia, $x_{GAL}\alpha$, e do ruído introduzido na medição, n, podemos escrever:

$$y_B = x_{RCFM} + n + x_{GAL} \alpha .$$

O último termo da relação corresponde a uma função linear dos parâmetros α_i para cada uma das componentes galácticas:

$$x_{GAL}\alpha = x_{sinc}\alpha_{sinc} + x_{ll}\alpha_{ll} + x_{poeira}\alpha_{poeira} ,$$

em que as r variáveis $x_{GAL}\alpha$ são linearmente independentes. Para os N pontos x_i , pode-se definir uma matriz $(N \times r)$, que em nosso caso será $(N \times 3)$.

Em geral, as medidas estão dadas por $y_i = p(x_i; \alpha) + \epsilon_i$, em que ϵ_i é uma variável aleatória com média zero, $\langle \epsilon_i \rangle = 0$, e variância constante. Em nosso caso, $\epsilon_i = x_{RCFM} + n$, com a matriz de covariância das medidas y dada por:

$$C = cov(y_i, y_j) = \langle yy^T \rangle - \langle y \rangle \langle y^T \rangle$$
.

Considerando às variáveis independentes, se pode aplicar a propriedade $\langle xy \rangle = \langle x \rangle \langle y \rangle$. Além disso, as variáveis x_{RCFM} e n são variáveis com média zero, $\langle x_{RCFM} \rangle = \langle n \rangle = 0$, e sustituindo na matriz de covariância resulta:

$$C = \langle x_{RCFM} \; x_{RCFM}^T \rangle + \langle n \; n^T \rangle \tag{4.1}$$

$$= C_{RCFM} + C_n . (4.2)$$

Neste caso, a matriz de covariância das medidas é a soma das matrizes de covariância da RCFM e do ruído. A primeira considera o sinal de RCFM que pode ser modelado e a segunda considera o ruído introduzido no processo de medição. Para o caso das medições realizadas pelo BEAST, os mapas estão formados por conjuntos de pixels das medidas de RCFM acompanhados por um erro associado, que considera tanto o ruído quanto o sinal da RCFM. Além disso, os valores da matriz consideram os alinhamentos casuais entre os mapas de RCFM e os mapas galácticos.

Os erros em nosso caso resultam:

$$\epsilon = x_{RCFM} + n = y_B - x_{GAL}\alpha \; .$$

Com isso, podemos formar a soma ponderada dos quadrados dos erros S que, no caso geral, com erros correlacionados de pesos diferentes, a soma se escreve como uma forma quadrática. Em notação matricial:

$$S = \epsilon^T C^{-1} \epsilon = (y_B - x_{GAL} \alpha)^T C^{-1} (y_B - x_{GAL} \alpha) .$$

No caso de ter erros não correlacionados mas com pesos diferentes, C será diagonal e estará formada pelas variâncias das medidas, σ_i^2 . A matriz de covariância neste caso se

expressa como $C_{ij} = \delta_{ij}\sigma_{ii}^2$ com a inversa $C_{ij}^{-1} = \delta_{ij}\frac{1}{\sigma_{ii}^2}$. Então,

$$S = \frac{\epsilon_i^2}{\sigma_{ii}^2} \; .$$

No caso geral, definimos o estimador de mínimos quadrados, $\hat{\alpha}$, que minimiza S. Minimizamos S em relação às r quantidades α_i , que em nosso caso particular serão três, para a qual realizaremos:

$$\left. \frac{\partial S}{\partial \alpha_i} \right|_{\hat{\alpha}} = 0 \; .$$

Expandimos S:

$$S = (y - x\alpha)^{T} C^{-1} (y - x\alpha)$$

= $y^{T} C^{-1} y - (x\alpha)^{T} C^{-1} y - y^{T} C^{-1} (x\alpha) + (x\alpha)^{T} C^{-1} (x\alpha)$. (4.3)

Os termos centrais da expressão para S são:

$$(x\alpha)^{T}C^{-1}y = \alpha^{T}(1 \times r)x^{T}(r \times N)C^{-1}(N \times N)y(N \times 1)$$

=
$$\sum_{m=1}^{r}\sum_{l=1}^{N}\sum_{k=1}^{N}\alpha_{m}^{T}x_{ml}^{T}C_{lk}^{-1}y_{k}, \qquad (4.4)$$

$$y^{T}C^{-1}(\alpha x) = y^{T}(1 \times N)C^{-1}(N \times N)x(N \times r)\alpha(r \times 1)$$

=
$$\sum_{k=1}^{N} \sum_{l=1}^{N} \sum_{m=1}^{r} y_{k}^{T}C_{kl}^{-1}x_{lm}\alpha_{m} . \qquad (4.5)$$

Uma vez que a matriz C é simétrica, $C_{kl} = C_{lk}$, os dois termos são iguais e a soma resulta em:

$$S = y^{T} C^{-1} y - 2\alpha^{T} x^{T} C^{-1} y + \alpha^{T} x^{T} C^{-1} x \alpha .$$

Para minimizar a soma, diferenciamos S em relação a α , e obtemos:

$$\frac{\partial S}{\partial \alpha} = 0 - 2x^T C^{-1} y + \frac{\partial}{\partial \alpha} (\alpha^T x^T C^{-1} x \alpha) ,$$

com o último termo que toma a forma $\frac{\partial}{\partial \alpha}(\alpha^T(x^TC^{-1}x)\alpha)$, que tem a forma quadrática. Vemos que a matriz $A = x^TC^{-1}x$ é uma matriz simétrica e a derivada de uma forma quadrática é $\frac{\partial}{\partial x}(x^TAx) = 2Ax$. Substituindo o último termo na derivada de S temos:

$$\frac{\partial S}{\partial \alpha} = -2x^T C^{-1} y + 2x^T C^{-1} x \alpha$$

Igualando a zero, resulta a equação matricial:

$$x^T C^{-1} y = x^T C^{-1} x \hat{\alpha} ,$$

que pode ser resolvida para os parâmetros $\hat{\alpha}$:

$$\hat{\alpha} = (x^T C^{-1} x)^{-1} x^T C^{-1} y .$$
(4.6)

Quando as medidas são independentes, a matriz C é diagonal e a expressão matricial anterior pode ser escrita da forma seguinte:

$$\hat{\alpha} = \frac{\sum \frac{x_i y_i}{\sigma_{ii}^2}}{\sum \frac{x_i x_i}{\sigma_{ii}^2}}.$$
(4.7)

Dentre das propriedades do estimador de mínimos quadrados, que são independentes da distribuição, estão:

- $\hat{\alpha}$ é um estimador sem *bias* de α , seu valor esperado é um valor sem tendências do parâmetro α ,
- $\hat{\alpha}$ é um estimador sem *bias* e com variância minima, o estimador com menor variabilidade para um conjunto de dados.

A matriz de covariância dos erros de $\hat{\alpha}$ é dada pela lei de propagação de erros, que para a relação y = Ax é: $[covar(y)] = A[covar(x)]A^T$. Aplicando à relação (4.6), $\hat{\alpha} = Ay$ resulta:

$$\begin{aligned} [covar(\hat{\alpha})] &= \sigma_{\hat{\alpha}}^2 &= (x^T C^{-1} x)^{-1} x^T C^{-1} [covar(y)] ((x^T C^{-1} x)^{-1} x^T C^{-1})^T \\ &= (x^T C^{-1} x)^{-1} x^T C^{-1} [covar(y)] C^{-1} x (x^T C^{-1} x)^{-1} , \qquad (4.8) \end{aligned}$$

levando em conta que covar(y) = C, a expressão se reduz a :

$$\sigma_{\hat{\alpha}}^2 = (x^T C^{-1} x)^{-1} , \qquad (4.9)$$

que para C diagonal pode ser escrita como:

$$\sigma_{\hat{\alpha}}^2 = \frac{1}{\sum \frac{x_i x_i}{\sigma_{i_i}^2}} \,. \tag{4.10}$$

Estas expressões para $\hat{\alpha} \in \sigma_{\hat{\alpha}}^2$ são aplicadas aos mapas, especificamente às regiões dos mapas escolhidas para a análise. No caso geral, se deve usar (4.6) e (4.9). Quando são considerados só os desvios dos dados, que estão sobre a diagonal de C, podem ser usadas as expressões (4.7) e (4.10). Neste trabalho consideramos as medidas independentes e aplicamos o último caso.

Também podem ser usadas as expressões matriciais que são úteis quando se quer avaliar todos os parâmetros simultaneamente. Neste caso, o vetor x mudará para um arranjo $(r \times N)$, e $\hat{\alpha}$ resultará em um vector $(r \times 1)$ contendo os parâmetros procurados α_i .

A aplicação deste método gera como resultados:

- os coeficientes de acoplamento, α , com seus desvios padrão, σ_{α} : $\alpha \pm \sigma_{\alpha}$
- a contribuição da emissão galáctica; ao escalonar os mapas de emissão galáctica, com desvios padrão, σ_{GAL_i} , com os coeficientes de acoplamento, α : $\Delta T_i = (\alpha_i \pm \sigma_{\alpha_i})\sigma_{GAL_i}$, sendo que a variância para cada componente está dada por $\sigma_{GAL_i}^2 = (x_{GAL_i}^T x_{GAL_i})/N$
- a comparação da contribuição galáctica com o mapa BEAST, com desvio padrão, σ_B : $\Delta T/\sigma_B$, sendo que a variância para o mapa BEAST está dada por $\sigma_B^2 = (y_B^T y_B)/N$

4.3 Obtenção do Excesso de Emissão

O estudo da componente anômala galáctica será realizado por meio do excesso de emissão e sua correlação com a distribuição da poeira.

Para determinar este excesso, devemos subtrair as componentes galácticas conhecidas. Elas são: a componente síncrotron, a componente livre-livre e a componente térmica de poeira. As componentes síncrotron e livre-livre resultam da correlação entre os mapas BEAST e os mapas síncrotron em 408 MHz e H α , respectivamente. O mapa de temperatura da componente livre-livre está dado por:

$$T_{ff} = \alpha_{ff} \cdot x_{ff} , \qquad (4.11)$$

em que α_{ff} é o coeficiente de acoplamento entre o mapa livre-livre e o mapa BEAST, e x_{ff} é o mapa H α .

O mapa de temperatura da componente síncrotron resulta de:

$$T_{sinc} = \alpha_{sinc} \cdot x_{sinc} , \qquad (4.12)$$

em que α_{sinc} é o coeficiente de acoplamento para emissão síncrotron e x_{sinc} é o mapa em 408 MHz.

Por outro lado, o mapa da componente térmica da poeira, $T_{\text{poeira-térmica}}$, é obtido diretamente do mapa da poeira extrapolado para 30 e 41,5 GHz, como descrito na Seção 3.2.4. Todos os mapas foram transformados para unidades K antes de realizar operações entre eles.

Então, o mapa da temperatura residual, isto é, o mapa do excesso de emissão, é obtido com:

$$T_{res} = T_B - T_{ff} - T_{sinc} - T_{\text{poeira-térmica}} .$$

$$(4.13)$$

Este é o mapa que usamos para estudar a componente anômala. Para isso, temos que correlacionar este mapa com o mapa de poeira e assim determinar o coeficiente de acoplamento e a contribuição da temperatura rms devida ao excesso de emissão. Este procedimento é realizado tanto no mapa total quanto nas regiões parciais do mapa a fim de entender qual é a distribuição espacial da componente anômala.

4.3.1 Estudo dos Mapas Realizando Cortes em Latitude

Neste enfoque procedemos de duas formas: primeiro, considerando o mapa total e, segundo, descontando as regiões mais contaminadas. Para que seja mais fácil comparar com outros trabalhos similares, seguimos uma abordagem global. Para isso, realizamos nos mapas cortes sucessivos das regiões próximas ao Plano Galáctico nas latitudes galácticas $|b| = 0^{\circ}$; 2, 5°; 7, 5°; 12, 5°; 17, 5°; 22, 5°. Primeiro, para cada emissão galáctica, geramos os coeficientes de acoplamento para cada um dos cortes usando os mapas galácticos correspondentes. Segundo, obtivemos os mapas das componentes galácticas de (4.11), (4.12) e do mapa da poeira térmica, e as subtraímos do mapa BEAST como em (4.13). Terceiro, realizamos os cortes galácticos no mapa residual. Quarto, para cada corte realizamos uma correlação entre a região restante do mapa e a região do mapa de poeira correspondente. Assim, para cada região considerada, obtivemos o coeficiente de acoplamento, seu desvio, a temperatura rms, seu desvio e a contribuição percentual em relação ao mapa BEAST.

Para o caso de desconsiderar as regiões mais contaminadas, devemos aplicar uma máscara. Em nosso caso, as máscaras do WMAP são uma boa referência. A máscara Kp0 é a mais severa e corta uma área maior do mapa. Esta inclui toda a região de Cygnus e Perseus, englobando $b \sim \pm 10^{\circ}$. Na Figura 4.1(c) se mostra a máscara Kp0 aplicada ao mapa BEAST. A máscara Kp2 é menos severa e permite uma área maior de análise deixando porções do mapa na região de Perseus. Na Figura 4.1(d) vemos a máscara Kp2 aplicada ao mapa BEAST. Já que usamos mapas na forma do BEAST, a região de Cygnus, que é muito intensa, deve ser subtraída. Para isso, aplicamos a função query_disc do HEALPix, que seleciona os pixels vizinhos a um pixel central. Selecionamos os pixels do círculo com 15° de raio centrado em Cygnus A e incluímos esses pixels à máscara. A Figura 4.2(d) mostra esta máscara aplicada no mapa da poeira. Realizamos novamente a correlação segundo o esquema global, desta vez considerando só as regiões válidas do mapa, fora da máscara. Com isso, obtivemos outro conjunto de parâmetros.

4.3.2 Estudo dos Mapas por Intervalos de Latitude

Para complementar a análise anterior, realizamos uma análise por intervalos individuais de latitude. Para isso, fracionamos os mapas em faixas de 5° de latitude galáctica, englobando a área observada pelo BEAST. Com isso, pretendemos ter um perfil da emissão anômala em relação à latitude galáctica, que dará mais detalhe da distribuição e morfologia desta componente na Galáxia.

Para obter a componente anômala em cada faixa, devemos realizar uma análise similar ao caso anterior. Desta vez, devemos considerar os intervalos de latitude de forma separada. Embora este método não seja capaz de distinguir setores com diferentes longitudes galácticas, nosso interesse se situa apenas na variação com a latitude galáctica. Análise adicional separando regiões com longitude galáctica diferente foi também realizada e serviu para confirmar os resultados obtidos considerando a região total.

4.4 Índices Espectrais

Nas duas abordagens do estudo, a contribuição das emissões galácticas e do excesso de emissão é obtida tanto na banda Ka quanto na banda Q separadamente. Para isso, os procedimentos descritos acima são repetidos para cada banda por separado. Com isso, são obtidos um conjunto de mapas e um conjunto de resultados para cada banda. Com essa informação, podemos estimar o índice espectral no intervalo de freqüências que o BEAST observou.

A contribuição de cada emissão galáctica nos mapas BEAST para as bandas Ka e Q está dada pelas relações:

$$\Delta T_{EGal-Ka} = \alpha_{EGal-Ka} \cdot \sigma_{Gal}$$
$$\Delta T_{EGal-Q} = \alpha_{EGal-Q} \cdot \sigma_{Gal}$$

Para obter um índice espectral, relacionamos T com a freqüência da forma $T \propto \nu^{\beta}$. Combinando as expressões para as duas freqüências obtemos que

$$\frac{\Delta T_{EGal-Ka}}{\Delta T_{EGal-Q}} = \left(\frac{\nu_{Ka}}{\nu_Q}\right)^{\beta} ,$$

em que β é o índice espectral da componente galáctica considerada, que pode ser comparado com os índices das emissões conhecidas e com outros resultados.

Îndices espectrais foram calculados para os cortes galácticos e para os intervalos de latitude. Com isso, se pretende ter uma indicação da forma do espectro das emissões galácticas e sua variação em relação à sua localização na Galáxia e a própria região de emissão.

CAPÍTULO 5

RESULTADOS

Neste capítulo apresentamos os resultados da contribuição das componentes de emissão galáctica nos mapas BEAST e do possível excesso de emissão obtidos com dois tipos de análise. Primeiro, realizamos cortes galácticos e, depois, analisamos regiões individuais dos mapas. Com os resultados nas bandas Ka e Q, obtivemos índices espectrais para cada caso. Finalmente, comparamos os resultados com os modelos de *spinning-dust*.

5.1 Considerações Gerais

5.1.1 Considerações sobre os Mapas BEAST

Neste trabalho analisamos a emissão galáctica incluindo o Plano Galáctico e as regiões difusas em baixas latitudes galácticas. Nos baseamos no trabalho de Mejía *et al.* (2005) com os mapas BEAST no qual reportam que a emissão galáctica nesses mapas é significativa até latitudes $|\mathbf{b}| \sim 17, 5^{\circ}$. Na sua análise eles realizaram vários cortes galácticos e das correlações com os mapas galácticos obtiveram que o corte nessa latitude é suficiente para excluir a emissão galáctica dos mapas BEAST.

Neste trabalho seguimos a mesma estratégia, porém estudamos as emissões galácticas incluindo as baixas latitudes. Sabemos, da Seção 2.3, que no Plano Galáctico esta emissão está afetada pela alta absorção do meio interestelar, o que dificulta a interpretação dos resultados. Para contornar esta dificuldade, aplicamos uma máscara sobre a região mais contaminada do Plano e estudamos a região difusa galáctica.

5.1.2 Diferenças entre os Mapas Síncrotron

Neste trabalho, realizamos a análise usando dois mapas síncrotron: o mapa processado por Platania *et al.* (2004) e o mapa disponível no site LAMBDA, que foi usado na análise dos dados do WMAP (Bennett *et al.*, 2003). As diferenças morfológicas entre os mapas só aparecem quando os comparamos na maior resolução possível do HEALPix para $N_{side} = 512$ com pixels de 6, 9'. O nível do sinal entre os mapas também é diferente, especialmente na região do Centro e do Plano Galácticos.

Para definir qual mapa usar, fizemos a análise com o mapa original de Haslam *et al.* $(1982)^1$ transformado ao sistema BEAST e obtivemos um resultado similar ao obtido com o mapa de Platania *et al.* (2004). Portanto, os resultados que apresentamos neste

¹http://adil.ncsa.uiuc.edu/document/95.CH.01.01

trabalho correspondem aos obtidos com o mapa de Platania et al. (2004).

5.2 Enfoque Global

Nesta parte, realizamos a análise dos mapas aplicando cortes em latitudes galácticas $|b| > 0^{\circ}$; 2,5°; 7,5°; 12,5°; 17,5°; 22,5°. Primeiro, obtivemos a contribuição de cada componente de emissão galáctica; em seguida, a contribuição da possível componente anômala, e, depois, discutimos o uso de máscaras utilizadas pela equipe do WMAP (Bennett *et al.*, 2003) nos mapas.

5.2.1 Componentes de Emissão Galáctica

Para obter as componentes das emissões galácticas nos mapas BEAST, realizamos uma correlação entre eles e os mapas galácticos. Dessa correlação, são obtidos os coeficientes de acoplamento para cada caso, assim como para cada um dos cortes nas latitudes galácticas definidas.

Os resultados das correlações estão resumidos em tabelas que incluem a seguinte informação, como definida na Seção 4.2.1:

- Freqüência: 30 GHz (banda Ka) e 41,5 GHz (banda Q);
- Corte galáctico: latitude galáctica do corte, b, em graus;
- Coeficientes de acoplamento, α : em unidades de acordo com cada emissão;
- Temperatura, ΔT : em μK para cada emissão;
- Contribuição relativa de cada componente ao mapa BEAST, $\Delta T/\sigma_B$: em porcentagem.

Na Tabela 5.1 apresentamos os resultados para as componentes livre-livre, síncrotron e poeira. As correlações mais significativas estão em negrito. Notar que quase todas as emissões são significativas só até o corte em $|b| > 12, 5^{\circ}$ (exceto a emissão síncrotron na banda Q).

Para comparar esses resultados, na Figura 5.1 são mostrados os coeficientes de acoplamento para cada uma das componentes de emissão galáctica. Os dados estão agrupados para as bandas Ka (30 GHz) e Q (41,5 GHz). Em cada grupo estão os valores para cada corte realizado.

Na Figura 5.2 está mostrada a contribuição em temperatura para as três componentes. Notar que quando está incluído o Plano Galáctico, nos casos $|\mathbf{b}| > 0^{\circ}$ e $|\mathbf{b}| > 2, 5^{\circ}$, a componente de poeira é a mais intensa, seguida das emissões síncrotron e livre-livre. Nas vizinhanças do Plano, nas baixas latitudes e excluído o Plano, nos casos $|\mathbf{b}| > 7, 5^{\circ}$ e $|\mathbf{b}| > 12, 5^{\circ}$, a mais intensa é a emissão livre-livre, seguida da emissão de poeira e da emissão síncrotron, que é quase nula.

			LIVRE-LIV	VRE		
		Banda Ka			Banda Q	
b	$\alpha_{H_{lpha}}$	$\Delta T_{H_{\alpha}}$	$\Delta T_{H_{\alpha}}/\sigma_B$	$lpha_{H_{lpha}}$	$\Delta T_{H_{\alpha}}$	$\Delta T_{H_{\alpha}}/\sigma_B$
[°]	$[\mu K/R]$	$[\mu K]$	[%]	$[\mu K/R]$	$[\mu K]$	[%]
0	$3{,}62\pm0{,}31$	$9{,}52\pm0{,}83$	8,17	$2,\!87\pm0,\!14$	$7,\!98\pm0,\!40$	$12,\!67$
2,5	$6{,}03\pm0{,}39$	$12,\!84\pm0,\!84$	$18,\!58$	$3,\!14\pm0,\!18$	$7{,}12\pm0{,}42$	$19,\!57$
7,5	$8{,}51\pm0{,}44$	$16,\!85\pm0,\!88$	$32,\!57$	$4{,}52\pm0{,}21$	$9{,}61\pm0{,}44$	$36,\!58$
$12,\!5$	$8,\!84\pm0,\!73$	$10{,}83\pm0{,}90$	22,75	$5{,}10{\pm}0{,}33$	$6,\!85\pm0,\!45$	$28,\!21$
$17,\!5$	$\textbf{-4,}37 \pm 4,26$	$-1,\!00\pm0,\!98$	-2,19	$\textbf{-1,}32 \pm 1,\!95$	$\textbf{-}0,\!33\pm0,\!49$	-1,42
$22,\!5$	$\textbf{-2,}56 \pm 22,\!18$	$\textbf{-}0,\!13\pm1,\!11$	-0,28	$-18,\!61 \pm 10,\!53$	$\textbf{-0,}97 \pm 0,\!55$	-4,03

TABELA 5.1- Componentes de emissão galáctica nos mapas BEAST.

			Síncrotr	ON		
		Banda Ka			Banda Q	
b	$\alpha_{ m sinc}$	$\Delta T_{ m sinc}$	$\Delta T_{ m sinc}/\sigma_B$	$\alpha_{ m sinc}$	$\Delta T_{ m sinc}$	$\Delta T_{ m sinc}/\sigma_B$
[°]	$[\mu K/K]$	$[\mu K]$	[%]	$[\mu K/K]$	$[\mu K]$	[%]
0	$5,\!35\pm0,\!13$	$35,\!06\pm0,\!85$	30,10	$2,\!06\pm0,\!06$	$13,\!70\pm0,\!40$	21,75
2,5	$4{,}36\pm0{,}13$	$28,\!92\pm0,\!87$	41,84	$1,\!68\pm0,\!06$	$11,\!27\pm0,\!41$	$30,\!97$
7,5	$2,\!00\pm0,\!69$	$2,\!37\pm0,\!82$	$4,\!57$	$1,\!33\pm0,\!36$	$1,\!47\pm0,\!40$	$5,\!60$
$12,\!5$	$3{,}63 \pm 2{,}77$	$1,\!18\pm0,\!90$	$2,\!48$	$-0,30 \pm 2,70$	$\textbf{-0,}05\pm0,\!45$	-0,21
$17,\!5$	$-2,\!08\pm9,\!88$	$\textbf{-0,}21 \pm 1,\!01$	-0,46	$\textbf{-1,}61 \pm 4,\!59$	$\textbf{-0,}17\pm0,\!49$	-0,73
$22,\!5$	$\textbf{-0,}19 \pm 11,\!45$	$-0,02 \pm 1,12$	-0,04	$3,\!95 \pm 5,\!32$	$0{,}40\pm0{,}55$	$1,\!68$

			Poeira	Α		
		Banda Ka			Banda Q	
b	α_{poeira}	ΔT_{poeira}	$\Delta T_p / \sigma_B$	α_{poeira}	ΔT_{poeira}	$\Delta T_p / \sigma_B$
[°]	$[\mu K/(MJy/sr)]$	$[\mu \mathrm{K}]$	[%]	$[\mu K/(MJy/sr)]$	$[\mu K]$	[%]
0	$20,\!12\pm0,\!20$	$85{,}26\pm0{,}85$	$73,\!19$	$12,\!43\pm0,\!11$	$48,\!26\pm0,\!42$	76,60
2,5	$18,\!95\pm0,\!52$	$31{,}61\pm0{,}87$	$45,\!74$	$11,\!99\pm0,\!25$	$19{,}91\pm0{,}42$	$54,\!74$
7,5	$17,\!06\pm1,\!25$	$11,\!71\pm0,\!85$	$22,\!64$	$9{,}82\pm0{,}67$	$6{,}41\pm0{,}44$	$24,\!39$
$12,\!5$	$36{,}60\pm3{,}39$	$9,\!88\pm0,\!92$	20,75	$19{,}08 \pm 1{,}59$	$5{,}49\pm0{,}46$	$22,\!60$
$17,\!5$	$3,\!15\pm8,\!32$	$0,\!37\pm0,\!98$	0,81	$\textbf{-5,}42 \pm 3,\!86$	$\textbf{-0,}67 \pm 0,\!48$	-2,87
$22,\!5$	$0,\!90 \pm 15,\!70$	$0,\!06\pm1,\!11$	$0,\!14$	$\textbf{-10,}23 \pm 7,\!20$	$\textbf{-0,}77 \pm 0,\!54$	-3,21



FIGURA 5.1- Coeficientes de acoplamento para as componentes de emissão galáctica.



FIGURA 5.2- Temperatura das componentes de emissão galáctica para os cortes galácticos $|b| > 0^{\circ}; 2, 5^{\circ}; 7, 5^{\circ}; 12, 5^{\circ}, 17, 5^{\circ}; 22, 5^{\circ}$. O conjunto da esquerda é para a banda Ka e o conjunto da direita é para a banda Q. Notar que os casos $|b| > 0^{\circ}$ e $|b| > 2, 5^{\circ}$ incluem ao Plano Galáctico e os casos $|b| > 7, 5^{\circ}$ e $|b| > 12, 5^{\circ}$ correspondem às regiões vizinhas ao Plano Galáctico.

5.2.2 Excesso de Emissão Galáctica

Para estudar a possível emissão anômala, obtivemos o excesso de emissão que resulta de subtrair dos mapas BEAST os mapas das componentes galácticas, i.e., síncrotron, livre-livre e poeira, obtido com os parâmetros descritos na seção anterior e os mapas galácticos. Para estudar sua relação com a poeira, o mapa do excesso de emissão foi correlacionado com o mapa de poeira e obtidos os parâmetros correspondentes a cada corte galáctico para cada banda.

Na Tabela 5.2, resumimos os parâmetros para o excesso de emissão para todos os cortes galácticos. Eles foram obtidos usando os parâmetros das componentes galácticas da Tabela 5.1.

Dos resultados, notamos que, na banda Ka, quando estão incluídas as regiões que englobam o Plano Galáctico, para os casos com $|\mathbf{b}| > 0^{\circ}$ e $|\mathbf{b}| > 2, 5^{\circ}$ a correlação é significativa. Ela diminui nas regiões vizinhas ao Plano Galáctico, para os cortes $|\mathbf{b}| > 7, 5^{\circ}$ e $|\mathbf{b}| >$ $12, 5^{\circ}$. Para os casos com $|\mathbf{b}| > 17, 5^{\circ}$ ou superiores, a correlação é fraca, com um aumento no desvio padrão indicando que a dispersão de temperaturas é maior que o sinal galáctico presente nessas regiões. O resultado na banda Q é similar, só que para os casos $|\mathbf{b}| > 17, 5^{\circ}$ ou superiores as correlações se fazem negativas, que é devido ao fraco sinal galáctico nos mapas BEAST em altas latitudes.

Comparando com a contribuição de poeira, vemos que grande parte do excesso de emissão parece alojar-se perto do Plano Galáctico, diminuindo para cortes maiores. Para fazer uma comparação entre a emissão de poeira e o excesso de emissão correlacionado com a poeira, na Figura 5.3 resumimos os resultados dos coeficientes de correlação para todos os cortes e para as duas bandas. Devemos notar que para obter o excesso de emissão foram subtraídas as componentes sincrotron, livre-livre e a componente térmica da poeira. A intensa emissão no corte $|b| > 12, 5^{\circ}$ se deve à emissão livre-livre presente nos mapas, como é mostrada na Figura 5.2.

5.2.3 Aplicação de Máscaras

Pelas características dos mapas BEAST, estudamos a emissão galáctica das regiões com baixa latitude, isso implica que incluímos na análise regiões do Plano Galáctico. Para poder estudar a emissão difusa galáctica, precisamos de um critério para excluir as regiões mais densas ou as mais contaminadas. O mapa restante estará constituído só por regiões difusas do meio interestelar. A equipe do WMAP (Bennett *et al.*, 2003) propôs várias máscaras para diferenciar essas regiões contaminadas nos mapas de microondas sob o

	E	Banda Ka]	Banda Q	
b	α_{exc}	ΔT_{exc}	$\Delta T_e/\sigma_B$	α_{exc}	ΔT_{exc}	$\Delta T_e/\sigma_B$
[°]	$[\mu K/(MJy/sr)]$	$[\mu K]$	[%]	$[\mu K/(MJy/sr)]$	$[\mu K]$	[%]
0	$19,\!05\pm0,\!20$	$80,\!72\pm0,\!85$	$73,\!97$	$11{,}52\pm0{,}11$	$44,\!73\pm0,\!42$	$74,\!86$
2,5	$15,\!65\pm0,\!52$	$26{,}11\pm0{,}87$	$43,\!49$	$9,\!92\pm0,\!25$	$16,\!46\pm0,\!42$	$49,\!65$
7,5	$5{,}70{\pm}1{,}25$	$3,\!92\pm0,\!85$	8,02	$1,\!28\pm0,\!67$	$0,\!83\pm0,\!44$	$3,\!42$
12,5	$9{,}51 \pm 3{,}39$	$2,\!57\pm0,\!92$	$5,\!54$	$1,\!89 \pm 1,\!59$	$0,\!54\pm0,\!46$	$2,\!33$
$17,\!5$	$4,\!74\pm8,\!32$	$0,\!56\pm0,\!98$	1,22	$-5,60 \pm 3,86$	$-0,69 \pm 0,48$	-2,96
22,5	$0,\!79 \pm 15,\!70$	$0,\!06\pm1,\!11$	$0,\!12$	$-9,\!13\pm7,\!20$	$\textbf{-0,}69 \pm 0,\!54$	-2,87

TABELA 5.2- Excesso de emissão.



FIGURA 5.3- Coeficientes de acoplamento para a emissão de poeira e para o excesso de emissão para diferentes cortes galácticos.

critério de considerar os desvios de gaussianidade da distribuição de temperaturas nos mapas. Eles determinaram várias máscaras segundo o nível de desvio, ou contaminação, nos mapas da banda K. A máscara que exclui a maior parte da contaminação galáctica é a Kp0, que cobre quase toda a área em baixas latitudes até $|b| \sim 15^{\circ}$. A máscara seguinte é a Kp2 que cobre só as regiões mais densas do Plano Galáctico, deixando as regiões difusas próximas a elas. A morfologia da máscara Kp2 se assemelha à região com absorção A > 1 magnitude, usada para estimar a absorção devida à poeira nos mapas H α de Dickinson *et al.* (2003).

Para excluir as regiões com maior contaminação, aplicamos a máscara Kp2 a todos os mapas e da correlação entre mapas obtivemos outro conjunto de parâmetros para as componentes galácticas, que resumimos na Tabela 5.3. Nela estão ressaltadas as correlações para as emissões livre-livre e de poeira que são significativas só até o caso $|b| > 12, 5^{\circ}$. A emissão síncrotron não é significativa quando é aplicada a máscara Kp2.

O excesso de emissão correlacionado com a poeira obtido com a máscara Kp2 está na Tabela 5.4. Na Figura 5.4, mostramos os coeficientes de acoplamento obtidos tanto com o mapa inteiro quanto depois de aplicada a máscara Kp2 para todos os cortes e para cada banda. Nesta figura, observa-se um decremento em relação aos resultados com o mapa inteiro; não obstante, as correlações seguem uma tendência constante mais regular. Devemos notar que a máscara afeta até mais de 10° de latitude em algumas regiões.

Aplicando a máscara Kp0 aos mapas, o seu efeito é muito mais efetivo na redução da emissão galáctica, assim como do excesso de emissão contido no meio difuso. Resumimos os resultados na Figura 5.5. Os coeficientes de acoplamento na banda Ka apresentam muita dispersão, o que indica que não é possível a identificação do excesso de emissão usando a máscara Kp0. Na banda Q, os coeficientes são todos negativos, o que indica que se está analisando só a região de altas latitudes, onde, nos mapas BEAST, não se nota emissão galáctica.

5.2.4 Discussão

Usando dois mapas para emissão síncrotron encontramos resultados diferentes tanto para a componente síncrotron quanto para o excesso de emissão. As diferenças entre os mapas fazem com que a componente síncrotron seja maior quando é usado o mapa LAMBDA, com a conseqüente diminuição do excesso de emissão nos cortes que incluem as baixas latitudes. Nos cortes maiores, a diferença é desprezível. Na Figura 5.6 são mostrados para comparação os resultados do excesso de emissão usando os mapas síncrotron de Platania *et al.* (2004) e LAMBDA.

			LIVRE-LIV	/RE		
		Banda Ka			Banda Q	
b	$lpha_{H_{lpha}}$	$\Delta T_{H_{\alpha}}$	$\Delta T_{H_{\alpha}}/\sigma_B$	$\alpha_{H_{lpha}}$	$\Delta T_{H_{\alpha}}$	$\Delta T_{H_{\alpha}}/\sigma_B$
[°]	$[\mu K/R]$	$[\mu K]$	[%]	$[\mu K/R]$	$[\mu K]$	[%]
0	$7,\!65\pm0,\!89$	$7,\!14\pm0,\!83$	$15,\!23$	$4,\!54\pm0,\!40$	$4,\!72\pm0,\!42$	20,01
2,5	$7{,}64 \pm 0{,}90$	$7,\!14\pm0,\!84$	$15,\!23$	$4{,}54\pm0{,}40$	$4{,}73\pm0{,}42$	20,02
7,5	$7,\!67\pm0,\!92$	$7{,}09\pm0{,}85$	$15,\!12$	$4,\!47\pm0,\!41$	$4{,}62{\pm}0{,}43$	$19,\!58$
$12,\!5$	$6,\!45 \pm 1,\!09$	$5{,}10{\pm}0{,}86$	$11,\!02$	$4,\!19\pm0,\!48$	$3{,}79\pm0{,}43$	$16,\!13$
$17,\!5$	$-5,96 \pm 4,40$	$-1,32 \pm 0,98$	-2,90	$\textbf{-2,}00 \pm 2,\!03$	$-0,49 \pm 0,49$	-2,08
$22,\!5$	$\textbf{-2,}56 \pm 22,\!18$	$\textbf{-0,}13 \pm 1,\!11$	-0,28	$-18,\!61 \pm 10,\!53$	$\textbf{-0,}97 \pm 0,\!55$	-4,03

TABELA 5.3- Componentes de emissão galáctica nos mapas BEAST aplicada a máscara Kp2.

			Síncrotr	ON		
		Banda Ka			Banda Q	
b	$\alpha_{ m sinc}$	$\Delta T_{\rm sinc}$	$\Delta T_{\rm sinc}/\sigma_B$	$\alpha_{ m sinc}$	$\Delta T_{ m sinc}$	$\Delta T_{ m sinc}/\sigma_B$
[°]	$[\mu K/K]$	$[\mu K]$	[%]	$[\mu K/K]$	$[\mu K]$	[%]
0	$2{,}52\pm8{,}02$	$0,\!28\pm0,\!89$	$0,\!59$	-0.03 ± 3.68	$0,\!00\pm0,\!43$	-0,02
2,5	$3,\!08\pm8,\!10$	$0,\!34\pm0,\!89$	0,72	$\textbf{-}0,\!34\pm3,\!71$	$\textbf{-0,}04\pm0,\!43$	-0,17
7,5	$1,\!48\pm8,\!35$	$0,\!16\pm0,\!91$	$0,\!34$	$0,\!04\pm3,\!83$	$0,\!00\pm0,\!44$	0,02
$12,\!5$	$3,\!98\pm8,\!95$	$0,\!42\pm0,\!95$	0,91	$1,\!34\pm4,\!17$	$0,\!15\pm0,\!46$	$0,\!63$
17,5	$\textbf{-1,}30 \pm 9,91$	$\textbf{-0,}13 \pm 1,\!01$	-0,29	$\textbf{-2,}34 \pm 4,\!63$	$\textbf{-}0,\!25\pm0,\!49$	-1,06
$22,\!5$	$\textbf{-0,}19 \pm 11,\!45$	$\textbf{-0,}02\pm1,\!12$	-0,04	$3,\!95\pm5,\!32$	$0,\!40\pm0,\!55$	$1,\!68$

			Poeira	ł		
		Banda Ka			Banda Q	
b	α_{poeira}	ΔT_{poeira}	$\Delta T_p / \sigma_B$	α_{poeira}	ΔT_{poeira}	$\Delta T_p / \sigma_B$
[°]	$[\mu K/(MJy/sr)]$	$[\mu K]$	[%]	$[\mu K/(MJy/sr)]$	$[\mu K]$	[%]
0	$17,\!28\pm2,\!24$	$6{,}64 \pm 0{,}86$	$14,\!16$	$9{,}78 \pm 1{,}16$	$3{,}57 \pm 0{,}42$	$15,\!14$
2,5	$16{,}89 \pm 2{,}27$	$6{,}43\pm0{,}86$	$13,\!72$	$10,\!17\pm1,\!17$	$3{,}68 \pm 0{,}42$	$15,\!57$
7,5	$18,\!76\pm2,\!62$	$6,\!15\pm0,\!86$	$13,\!11$	$9{,}29 \pm 1{,}32$	$3{,}04\pm0{,}43$	$12,\!89$
$12,\!5$	$25{,}37{\pm}4{,}70$	$4,\!94\pm0,\!92$	$10,\!66$	$12{,}54\pm2{,}17$	$2,\!62\pm0,\!45$	$11,\!17$
$17,\!5$	$2,\!99 \pm 8,\!60$	$0,\!34\pm0,\!98$	0,74	$\textbf{-}6,\!47 \pm 4,\!06$	$\textbf{-0,}76 \pm 0,\!48$	-3,23
$22,\!5$	$0,\!90 \pm 15,\!70$	$0,\!06\pm1,\!11$	$0,\!14$	$\textbf{-10,}23 \pm 7,\!20$	$\textbf{-0,}77 \pm 0,\!54$	-3,21

	В	anda Ka]	Banda Q	
b	α_{exc}	ΔT_{exc}	$\Delta T_e/\sigma_B$	α_{exc}	ΔT_{exc}	$\Delta T_e/\sigma_B$
[°]	$[\mu K/(MJy/sr)]$	$[\mu K]$	[%]	$[\mu K/(MJy/sr)]$	$[\mu K]$	[%]
0	$10{,}69\pm2{,}24$	$4,\!10\pm0,\!86$	8,86	$3,\!89 \pm 1,\!16$	$1,\!42\pm0,\!42$	$6,\!15$
2,5	$10,\!17\pm2,\!27$	$3,\!88\pm0,\!86$	8,36	$4,\!17\pm1,\!17$	$1,\!51\pm0,\!42$	$6,\!53$
7,5	$11,\!08\pm2,\!62$	$3,\!63\pm0,\!86$	$7,\!83$	$2,\!87 \pm 1,\!32$	$0,\!94\pm0,\!43$	$4,\!06$
12,5	$12{,}51\pm4{,}70$	$2,\!43\pm0,\!92$	$5,\!29$	$2,\!22\pm2,\!17$	$0,\!46\pm0,\!45$	$2,\!00$
17,5	$4,\!94\pm\!8,\!60$	$0,\!56\pm0,\!98$	$1,\!23$	$\textbf{-}6,\!38 \pm 4,\!06$	$-0,75 \pm 0,48$	-3,19
22,5	$0,\!79\pm15,\!70$	$0,\!06\pm1,\!11$	$0,\!12$	$\textbf{-9,}13 \pm 7,\!20$	$\textbf{-0,}69 \pm 0,\!54$	-2,87

TABELA 5.4- Excesso de emissão com a máscara Kp2.



FIGURA 5.4- Coeficientes de acoplamento da correlação entre o excesso de emissão e o mapa de poeira usando mapas completos e a máscara Kp2 para diferentes cortes galácticos.



FIGURA 5.5- Coeficientes de acoplamento do excesso de emissão usando a máscara Kp0.



FIGURA 5.6- Excesso de emissão usando os mapas síncrotron de Platania *et al.* (2004) e LAMBDA, usando o mapa completo.

Os resultados obtidos para as componentes de emissão galáctica estão em boa concordância com os resultados anteriores obtidos com os mapas BEAST (Mejía *et al.*, 2005), que mostram que a emissão galáctica nesses mapas não é significativa para $|b| > 17, 5^{\circ}$. Isso se vê nas tabelas e figuras anteriores.

As contribuições de temperatura tanto para a emissão livre-livre quanto para a síncrotron estão de acordo com os modelos aceitos para estas emissões. Nos modelos, se espera que a emissão na banda Ka seja maior que na banda Q, indicando sua origem não-térmica. Para a poeira, também a componente Ka é maior, o que não concorda com o modelo de poeira térmica.

Os resultados apresentados aqui indicam que existe um excesso de emissão correlacionado com a poeira com elevada significância estatística quando são incluídas as regiões com baixas latitudes galácticas. Esta característica concorda com a distribuição espacial da poeira, que se aloja principalmente no Plano Galáctico.

De uma análise preliminar, subtraindo dos mapas BEAST só a emissão térmica de poeira, obtivemos um resíduo altamente correlacionado com a poeira ($\sim 95\%$). A elevada contribuição da emissão livre-livre indica que esta também deve ser subtraída dos mapas, assim como a emissão síncrotron. O excesso de emissão neste caso resulta também estar correlacionado espacialmente com a poeira, como se vê na Figura 5.3. Na Figura vemos que a correlação diminui quando subtraímos a emissão livre-livre do mapa, que é intensa na região de baixas latitudes.

Obtivemos que a correlação com poeira na banda Ka é maior que na banda Q. Esse resultado se dá para a maioria dos cortes realizados e tanto para a componente de poeira quanto para o excesso de emissão. Como sabemos, este comportamento não é característico da emissão térmica da poeira, já que seu espectro está invertido. Além disso, a emissão térmica contribui pouco para o sinal de microondas, sendo insuficiente para explicá-la. O resultado que mostra que a correlação do excesso de emissão com a poeira é maior em freqüências menores (~ 30 GHz) é coincidente com os resultados de outros trabalhos (e.g. de Oliveira-Costa *et al.* (2004), Finkbeiner (2004)).

No caso de comparar nossos resultados com outros da literatura, a principal diferença está em que os cortes em latitude galáctica usados pelos outros trabalhos são em 15° ou mais. Ainda assim, nesses trabalhos, é obtida uma componente galáctica anômala com alta significância estatística (e.g. Banday *et al.* (2003)). No caso dos mapas BEAST, obtemos alta significância estatística só quando consideramos latitudes baixas.

A aplicação da máscara Kp2 do WMAP permite analisar o meio difuso em latitudes baixas. Neste caso, as emissões livre-livre e de poeira ainda são significativas com contribuições similares, enquanto que a emissão síncrotron deixa de ser significativa.

A distribuição espacial do excesso de emissão muda ao aplicar a máscara Kp2. Esta emissão é quase constante para os cortes aplicados, indicação do caráter difuso da região observada.

5.3 Enfoque Detalhado

Os resultados da análise anterior dão indícios de que o excesso de emissão pode se manifestar nas regiões de baixas latitudes galácticas. Para explorar de que forma está distribuída esta emissão na região galáctica analisada, dividimos os mapas em regiões pequenas para obter primeiro as componentes galácticas e a seguir o excesso de emissão.

5.3.1 Perfil das Componentes Galácticas

Para obter as componentes galácticas para as regiões com intervalo de 5° de latitude galáctica, realizamos a correlação entre os mapas BEAST e os mapas galácticos correspondentes a cada região individual. Da correlação, obtemos os coeficientes de acoplamento e os demais parâmetros para todas as regiões e para cada emissão galáctica.

Resumimos os resultados nas tabelas seguintes. Tabela 5.5: emissão livre-livre; Tabela 5.6: emissão síncrotron; Tabela 5.7: emissão de poeira. Estes resultados indicam que a correlação é significativa principalmente em baixas latitudes, como era esperado.

Os perfis de temperatura para cada componente estão mostrados nas figuras seguintes. Figura 5.7: componente livre-livre; Figura 5.8: componente síncrotron; Figura 5.9: componente de poeira. Cada uma destas figuras mostra o perfil da contribuição de cada emissão ao mapa BEAST para as bandas Ka e Q. Notar que o BEAST observou entre $-30^{\circ} < b < 85^{\circ}$.

		Banda Ka			Banda Q	
q	$\alpha_{H_{\alpha}}$	$\Delta T_{H_{lpha}}$	$\Delta T_{H_{lpha}}/\sigma_B$	$\alpha_{H_{\alpha}}$	$\Delta T_{H_{lpha}}$	$\Delta T_{H_{lpha}}/\sigma_B$
[o]	$[\mu { m K}/{ m R}]$	$[\mu K]$	[%]	$[\mu { m K}/{ m R}]$	$[\mu K]$	[%]
-30:-25	$-40,47 \pm 46,86$	$-2,74 \pm 3,18$	-6,96	$-72,16 \pm 22,33$	$-5,13 \pm 1,59$	-22,56
-25:-20	$2,77\pm13,58$	$0,51\pm2,48$	1,33	$1,83\pm7,10$	$0,32\pm1,24$	1,61
-20 : -15	$2,99\pm1,85$	$4,65\pm2,88$	10,40	$2,23\pm0,84$	$3,85\pm1,45$	18,16
-15:-10	$8,\!86\pm0,\!47$	$66,37\pm3,55$	68, 16	$4,83\pm0,22$	$39,00\pm1,78$	74, 27
-10:-5	$8,94\pm1,34$	$25,04\pm3,76$	34,97	$2,92\pm0,71$	$7,71\pm1,88$	24,37
-5:0	$1,85\pm0,62$	$12,11\pm4,06$	4,51	$3,19\pm0,26$	$22,64\pm1,85$	15,75
0:5	$-2,38 \pm 0,70$	$-13,73 \pm 4,01$	-3,33	$-0,19 \pm 0,34$	$-1,12 \pm 1,99$	-0,47
5:10	$-50,37 \pm 2,41$	$-85,23 \pm 4,08$	-54,44	$-20,90 \pm 1,14$	$-37,20 \pm 2,04$	-57,30
10:15	$-1,07 \pm 21,08$	$-0,23 \pm 4,53$	-0.51	$-10,06 \pm 9,04$	$-2,35 \pm 2,11$	-10,80
15:20	$43,48\pm26,16$	$7,44\pm4,48$	18,81	$16,31\pm11,25$	$3,22\pm2,22$	15,04
20:25	$126,62\pm 39,01$	$14,90\pm4,59$	30,78	$-7,43 \pm 18,66$	$-0,88 \pm 2,22$	-4,66
25:30	$55,92\pm70,79$	$3,71\pm4,70$	9,16	$-2,35 \pm 33,51$	$-0,16 \pm 2,30$	-0,76
30:35	$-61,56\pm121,98$	$-2,32 \pm 4,60$	-4,98	$106,76\pm 58,81$	$4,10\pm2,26$	16,31
35:40	$29,87 \pm 144,04$	$1,01\pm4,85$	2,03	$107,71\pm 66,81$	$3,77\pm2,34$	15,37
40:45	$173,72\pm146,96$	$5,81\pm4,91$	10,95	$-128,81 \pm 64,52$	$-4,68 \pm 2,34$	-15,22
45:50	$-162,45 \pm 218,30$	$-3,42 \pm 4,60$	-7,44	$34,95\pm 106,83$	$0,76\pm2,33$	3,11
50:55	$-185,94 \pm 227,04$	$-3,66 \pm 4,47$	-7,74	$-7,82 \pm 109,13$	$-0,16 \pm 2,26$	-0,62
55:60	$53,12\pm 179,16$	$1,34\pm4,53$	2,74	$191,11\pm 89,07$	$4,82\pm2,24$	19,73
60:65	$-368,23 \pm 210,58$	$-8,08 \pm 4,62$	-16,38	$-335,91 \pm 99,05$	$-7,57 \pm 2,23$	-32,80
65:70	$-186,10\pm209,50$	$-4,03 \pm 4,53$	-7,65	$-94,79 \pm 94,61$	$-2,18\pm 2,18$	-9,67
70:75	$-107,99 \pm 169,63$	$-2,62\pm4,11$	-5,91	$-66,91 \pm 80,11$	$-1,69 \pm 2,02$	-8,24
75:80	$415,76\pm221,89$	$7,20\pm3,84$	14,32	$-101,08 \pm 109,21$	$-1,80 \pm 1,94$	-6,81
80:85	$421,75\pm 359,83$	$6,64\pm5,66$	11,55	$349,03\pm183,04$	$5,65\pm2,96$	19,11

TABELA 5.5- Perfil da emissão livre-livre para regiões de 5° de latitude galáctica.

	$\Delta T_{sinc}/\sigma_B$ [%]	3,12	-6,46	-8,79	3,24	-9,00	43,30	19,72	77,31	3,96	3,60	-5,12	2,68	-12,74	8,79	14,96	25,39	4,69	6,48	2,97	-7,68	-14,49	-17,25	44,79
Banda Q	ΔT_{sinc} $[\mu \mathrm{K}]$	$0,71 \pm 1,58$	$-1,28 \pm 1,20$	$-1,86 \pm 1,45$	$1,70\pm1,60$	$-2,85 \pm 1,76$	$62,27\pm1,97$	$46,33\pm1,98$	$50,19\pm1,99$	$0,86\pm2,13$	$0,77\pm2,10$	-0.97 ± 2.22	$0,57\pm2,26$	$-3,20 \pm 2,22$	$2,16\pm2,24$	$4,60\pm2,16$	$6,22\pm2,21$	$1,23\pm2,23$	$1,58\pm2,19$	$0,69\pm2,20$	$-1,74 \pm 2,08$	$-2,97 \pm 2,00$	$-4,56 \pm 1,84$	$13,24 \pm 2,95$
	$rac{lpha_{sinc}}{[\mu { m K}/{ m K}]}$	$7,51 \pm 16,79$	$-10,70 \pm 10,00$	$-16,85 \pm 13,09$	$10,35\pm9,74$	$-10,11 \pm 6,24$	$30,76\pm0,98$	$3,42\pm0,15$	$1,66\pm0,07$	$1,02\pm2,53$	$1,90\pm5,16$	$-6,71 \pm 15,37$	$5,43\pm21,55$	$-25,60 \pm 17,76$	$23,52 \pm 24,44$	$49,13 \pm 23,05$	$56,21 \pm 19,94$	$12,75\pm 23,06$	$18,67\pm 25,83$	$6,17\pm19,81$	$-19,85 \pm 23,76$	$-30,64 \pm 20,63$	$-49,79 \pm 20,11$	$170, 17 \pm 37, 92$
	$\Delta T_{sinc}/\sigma_B$ [%]	8,66	-1,39	-0,18	5,20	-13,93	69,91	34,48	80,13	12,10	-2,19	-2,42	4,50	-18,37	-9,93	0,14	11,19	-6,91	-12,65	-5,09	8,59	1,58	4,10	6,80
Banda Ka	ΔT_{sinc} $[\mu \mathrm{K}]$	$3,41 \pm 3,20$	-0.53 ± 2.43	$-0,08 \pm 2,92$	$5,06\pm3,34$	$-9,98 \pm 3,67$	$187,77\pm4,15$	$142,26 \pm 4,29$	$125,45\pm 4,25$	$5,50\pm4,21$	$-0,87 \pm 4,29$	$-1,17\pm4,64$	$1,82\pm4,67$	$-8,56 \pm 4,59$	$\textbf{-4,93}\pm4,83$	$0,07\pm4,62$	$5,14\pm4,51$	$-3,27 \pm 4,55$	$-6,21 \pm 4,49$	$-2,51 \pm 4,58$	$4,52\pm4,59$	$0,70\pm4,09$	$2,06\pm3,66$	$3,91\pm6,03$
	$rac{lpha_{sinc}}{[\mu { m K}/{ m K}]}$	$37,60 \pm 35,27$	$-4,63 \pm 21,33$	$-0.75 \pm 26,66$	$32,77 \pm 21,65$	$-49,07 \pm 18,04$	$162,82 \pm 3,60$	$11,75\pm0,35$	$4,13\pm0,14$	$3,13\pm2,40$	$-1,81 \pm 8,93$	$-8,46 \pm 33,55$	$17,84 \pm 45,67$	$-70,74 \pm 37,95$	$-58,06\pm56,86$	$0,78\pm49,26$	$49,49\pm43,36$	$-36,57 \pm 50,84$	$-74,68 \pm 54,02$	$-23,93 \pm 43,62$	$54,28\pm 55,17$	$7,66\pm44,78$	$23,26\pm41,24$	$51,01 \pm 78,76$
	[0]	-30:-25	-25:-20	-20:-15	-15:-10	-10:-5	-5:0	0:5	5:10	10:15	15:20	20:25	25:30	30:35	35:40	40:45	45:50	50:55	55:60	60:65	65:70	70:75	75:80	80:85

TABELA 5.6- Perfil da emissão síncrotron para regiões de 5° de latitude galáctica.

	Ш	3anda Ka		I	3anda Q	
[] []	α_{poeira}	ΔT_{poeira}	$\Delta T_p/\sigma_B$	α_{poeira}	ΔT_{poeira}	$\Delta T_p/\sigma_B$
0]	$[\mu { m K}/{ m MJy/sr}]$	$[\mu K]$	[%]	$[\mu { m K/MJy/sr}]$	$[\mu K]$	[%]
-30:-25	$38,10\pm 29,02$	$4,20\pm3,20$	10,67	$-3,71 \pm 13,18$	-0.45 ± 1.58	-1,96
-25:-20	$-10,03 \pm 13,57$	$-1,82 \pm 2,46$	-4,80	$-12,15\pm 6,53$	$-2,24 \pm 1,21$	-11,27
-20:-15	$23,29\pm7,91$	$9,12\pm3,10$	20, 39	$8,91\pm3.64$	$3,87\pm1,58$	18,25
-15:-10	$40,07\pm2,28$	$61,89\pm3,52$	63,57	$21,86\pm1,06$	$36,20\pm1,76$	68,93
-10:-5	$13,18\pm1,71$	$28,24\pm3,65$	39,44	$5,51\pm0,90$	$11,46\pm1,87$	36, 20
-5:0	$17,01\pm0,32$	$209,83 \pm 3,94$	78,12	$10,37\pm0,19$	$112,99 \pm 2,04$	78,57
0:5	$22,44\pm0,27$	$359,45\pm 4,26$	87, 12	$13,61\pm0,14$	$203,38 \pm 2,04$	86,56
5:10	$11,99\pm1,58$	$31,40\pm4,13$	20,05	$11,07\pm0,83$	$28,11\pm2,11$	43,30
10:15	$-13,05 \pm 8,98$	$-6,40 \pm 4,41$	-14,10	$-8,28 \pm 4,83$	$-3,55 \pm 2,07$	-16,34
15:20	$-2,78 \pm 27,06$	$-0,46 \pm 4,50$	-1,17	$-8,60 \pm 12,00$	$-1,54 \pm 2,15$	-7,20
20:25	$19,40\pm35,63$	$2,59\pm4,76$	5,36	$-16,65 \pm 15,33$	$-2,33 \pm 2,15$	-12,29
25:30	$-5,33 \pm 54,98$	$-0,46 \pm 4,74$	-1,13	$44,56\pm25,55$	$3,96\pm2,27$	18,66
30:35	$-67,08 \pm 68,78$	$-4,60 \pm 4,72$	-9,88	$-14,94 \pm 32,41$	$-1,07 \pm 2,33$	-4,27
35:40	$-43,39 \pm 104,02$	$-1,99 \pm 4,77$	-4,01	$-103,96 \pm 50,23$	$-5,04 \pm 2,44$	-20,52
40:45	$-264,71 \pm 163,75$	$-7,63 \pm 4,72$	-14,38	$68,17\pm 77,74$	$2,06\pm2,35$	6,70
45:50	$121,13\pm150,85$	$3,84\pm4,78$	8,34	$91,26\pm72,55$	$3,08\pm2,45$	12,56
50:55	$-31,57 \pm 145,22$	-0.95 ± 4.39	-2,02	$-78,76\pm 68,83$	$-2,53 \pm 2,21$	-9,63
55:60	$180,77\pm176,35$	$4,73\pm4,61$	9,64	$31,38\pm 81,72$	$0,86\pm2,24$	3,53
60:65	$-260,73 \pm 155,18$	$-7,68 \pm 4,57$	-15,57	$-56,61\pm 67,92$	$-1,84 \pm 2,21$	-7,98
65:70	$88,81 \pm 134,09$	$2,94\pm4,43$	5,58	$11,36\pm 63,28$	$0,39\pm2,17$	1,73
70:75	$88,48 \pm 91,65$	$3,90\pm4,04$	8,81	$-37,92 \pm 46,48$	$-1,65 \pm 2,03$	-8,06
75:80	$165,28\pm122,39$	$5,08\pm3,76$	10,09	$34,23\pm62,26$	$1,04\pm1,89$	3,93
80:85	$-184,88 \pm 276,46$	$-4,01 \pm 5,99$	-6,97	$42,29 \pm 147,11$	$0,90\pm3,12$	3,03

TABELA 5.7- Perfil da emissão de poeira para regiões de 5° de latitude galáctica.


FIGURA 5.7- Perfil de emissão livre-livre.

5.3.2 Perfil do Excesso de Emissão

Para obter este perfil, primeiro obtemos mapas para as componentes galácticas usando os perfis de emissão galáctica (coeficientes de acoplamento obtidos na correlação) e os mapas galácticos, para cada região individual. Segundo, subtraímos esses mapas dos mapas BEAST. Terceiro, realizamos a correlação entre a região estudada e sua correspondente no mapa de poeira. O resultado desta correlação está resumido na Tabela 5.8.

Na Figura 5.10, comparamos os perfis da emissão da poeira e do excesso de emissão para a banda Ka. Podemos ver que no perfil da emissão de poeira aparece uma emissão significativa no intervalo $-20^{\circ} < b < +10^{\circ}$. Mas, no perfil do excesso, a emissão só é significativa em $-10^{\circ} < b < +10^{\circ}$. Pode ser visto que a notória emissão no intervalo -15° $< b < -10^{\circ}$ diminui consideravelmente quando é aplicada ao mapa BEAST a correção das emissões galácticas. Isso se deve a que a fonte dessa emissão está considerada nos mapas galácticos. Os testes realizados para excluir a fonte difusa NGC 1499 mostram que a emissão no intervalo $-15^{\circ} < b < -10^{\circ}$ desaparece, indicando que se deve a uma fonte difusa e não ao componente difuso. Comparando os perfis das componentes galácticas, esta emissão aparece no perfil da emissão livre-livre, Figura 5.7, e da poeira 5.9. Em fontes difusas pode existir esta dualidade, já que se sabe que existe uma correlação entre



FIGURA 5.8- Perfil de emissão síncrotron.



FIGURA 5.9- Perfil de emissão de poeira.

emissões livre-livre e poeira. Esta fonte difusa é uma região HII e emite em H α .

Na Figura 5.11, comparamos os perfis de temperatura do excesso de emissão para ambas bandas estudadas. A figura mostra que o excesso é significativo na região entre -10° $< b < +10^{\circ}$. O perfil do excesso mostra que ele está concentrado na região do Plano Galáctico. A forma do perfil é devida à correlação com a poeira cujo perfil é similar. O excesso é maior na banda Ka em todo esse intervalo.

		Banda Ka			Banda Q	
	α_{exc}	ΔT_{exc}	$\Delta T_{exc}/\sigma_B$	α_{exc}	ΔT_{exc}	$\Delta T_{exc}/\sigma_B$
π	$\rm K/(MJy/sr)]$	$[\mu K]$	[%]	$[\mu { m K}/({ m MJy/sr})]$	$[\mu K]$	[%]
	$34,01 \pm 29,02$	$3,75\pm3,20$	9,58	$0,82 \pm 13,18$	$0,10\pm1,58$	0,44
1	$11,30 \pm 13,57$	$-2,05 \pm 2,46$	-5,40	$-12,48 \pm 6,53$	$-2,30 \pm 1,21$	-11,56
	$20,61\pm7,91$	$8,08\pm3,10$	18,16	$5,63\pm3,64$	$2,44\pm1,58$	11,74
	$4,45\pm2,28$	$6,87\pm3,52$	9,52	$1,49\pm1,06$	$2,46\pm1,76$	6,94
	$9,39\pm1,71$	$20,13\pm3,65$	30,14	$3,51\pm0,90$	$7,30\pm1,87$	24, 34
	$7,10\pm0,32$	$87,55 \pm 3,94$	46,17	$7,33\pm0,19$	$79,87\pm2,04$	65,96
	$19,\!49\pm0,\!27$	$312,21 \pm 4,26$	81,47	$12,54\pm0,14$	$187,40 \pm 2,04$	82,67
	$15,30\pm1,58$	$40,06\pm4,13$	36,91	$5,42\pm0,83$	$13,75\pm2,11$	27,59
	$-11,87 \pm 8,98$	$-5,82 \pm 4,41$	-12,90	$-6,71 \pm 4,83$	$-2,88 \pm 2,07$	-13,30
	$-12,27 \pm 27,06$	$-2,04 \pm 4,50$	-5,27	$-13,25 \pm 12,00$	$-2,38 \pm 2,15$	-11,24
	$11,07\pm35,63$	$1,48\pm4,76$	3,21	$-13,84 \pm 15,33$	$-1,94 \pm 2,15$	-10,26
	$-27,41 \pm 54,98$	$-2,36 \pm 4,74$	-5,85	$42,41\pm25,55$	$3,77\pm2,27$	17, 77
	$-54,69\pm68,78$	$-3,75 \pm 4,72$	-8,17	$-30,31 \pm 32,41$	$-2,18\pm 2,33$	-8,85
	$-34,02 \pm 104,02$	$-1,56 \pm 4,77$	-3,16	$-121,61 \pm 50,23$	$-5,90 \pm 2,44$	-24,41
6.4	$266,89\pm163,75$	$-7,69 \pm 4,72$	-14,58	$70,94 \pm 77,74$	$2,14\pm2,35$	7,18
1 1	$158,68\pm150,85$	$5,03 \pm 4,78$	11,06	$93,93\pm72,55$	$3,17\pm2,45$	13,43
	$-4,95 \pm 145,22$	$-0,15 \pm 4,39$	-0,32	$-84,03 \pm 68,83$	$-2,70 \pm 2,21$	-10,30
	$186,52\pm176,35$	$4,88\pm4,61$	10,05	$16,48\pm81,72$	$0,45\pm2,24$	1,89
1 A.	$188, 26 \pm 155, 18$	$-5,55 \pm 4,57$	-11,41	$10,\!20\pm67,\!92$	$0,33\pm2,21$	1,51
	$101,84 \pm 134,09$	$3,37\pm4,43$	6,44	$37,26\pm 63,28$	$1,28\pm2,17$	5,68
	$97,55 \pm 91,65$	$4,30\pm4,04$	9,74	$-28,80 \pm 46,48$	$-1,26 \pm 2,03$	-6,20
	$156, 36 \pm 122, 39$	$4,80 \pm 3,76$	9,64	$37,01\pm62,26$	$1,12\pm1,89$	4,31
64	$212,96\pm276,46$	$-4,62 \pm 5,99$	-8,09	$89,52 \pm 147,11$	$1,90\pm3,12$	7,10

de emissão.
excesso
erfil do
5.8- P
TABELA



FIGURA 5.10- Excesso de emissão para os intervalos de latitude galáctica considerados. Comparação entre a emissão de poeira e o excesso de emissão para a banda Ka.

5.3.3 Aplicação de Máscaras

Aplicamos a máscara Kp2 aos mapas BEAST, realizamos a correção das emissões e os correlacionamos com o mapa de referência da poeira. O resultado é que o excesso de emissão se reduz significativamente, restando só a contribuição das regiões com baixas latitudes que ficam fora da máscara. Com a máscara Kp0, a diminuição do excesso é ainda mais notória, já que não são consideradas as regiões de

latitudes baixas. Restam só as contribuições marginais que apresentam muita dispersão. Com a máscara Kp0 são definitivamente excluídas todas as componentes galácticas dos mapas BEAST. Na Figura 5.12 é mostrado o perfil do excesso de emissão com a máscara Kp2.

5.3.4 Discussão

O perfil das emissões galácticas mostraram o seguinte resultado:

- A emissão síncrotron está concentrada no Plano Galáctico.
- A emissão livre-livre se estende além do Plano Galáctico e é intensa nas regiões



FIGURA 5.11- Excesso de emissão para os intervalos de latitude galáctica considerados. Comparação entre a banda Ka e a banda Q.

HII (foi identificada a fonte difusa NGC 1499).

 A emissão de poeira é a mais intensa no Plano Galáctico e se estende às regiões vizinhas; esta intensidade assim como o espectro de emissão não é o esperado para a emissão térmica de poeira.

O comportamento anterior é obtido considerando o mapa completo, incluídas as regiões do Plano Galáctico (Cygnus, Auriga) e a fonte em Perseus.

A poeira térmica contribui pouco nas freqüências que estamos considerando. Para a região do Plano, a diferença de emissão de poeira alcança ~ 95% na banda Ka. O perfil da poeira no Plano muda apenas em intensidade quando são subtraídas as componentes livre-livre e síncrotron. Nas regiões vizinhas são descontadas as emissões de estruturas visíveis nos mapas e fica uma emissão significativa entre $-20^{\circ} < b < +10^{\circ}$.

O perfil do excesso de emissão resultante indica maior concentração no Plano Galáctico e menor emissão nas latitudes próximas. A emissão é maior na banda Ka em todo o intervalo entre $-20^{\circ} < b < +10^{\circ}$. Aplicando a máscara Kp2, a emissão se reduz a uma emissão quase constante em latitudes baixas.



FIGURA 5.12- Perfil do excesso de emissão aplicada a máscara Kp2 para os intervalos de latitude galáctica considerados. Comparação entre a banda Ka e a banda Q.

5.4 Índices Espectrais

Nesta seção, usaremos os resultados das seções anteriores para obter índices espectrais usando os dados das bandas Ka e Q. Este é apenas um diagnóstico para saber em primeira aproximação o comportamento espectral das emissões galácticas e do excesso de emissão nas freqüências consideradas neste trabalho.

5.4.1 Cortes Galácticos

Dos resultados anteriores, podemos obter índices espectrais para os

cortes em $|\mathbf{b}| > 0^{\circ}$; 2, 5°; 7, 5° e 12, 5° somente. Após esses cortes, para $|\mathbf{b}| > 17, 5^{\circ}$ e $|\mathbf{b}| > 22, 5^{\circ}$, os erros são maiores então os parâmetros de correlação na banda Ka não são significativos e na banda Q são negativos.

Emissões galácticas: obtemos índices espectrais para as três emissões conhecidas. Na Tabela 5.9 estão os índices para essas emissões usando o mapa inteiro (sem máscaras). Os resultados são mostrados a seguir:

• Livre-livre: $\beta \sim -1, 7$, índice maior que o esperado ($\beta \sim -2, 1$), devido pro-

vavelmente ao efeito de extinção nas latitudes baixas que não foi considerado neste estudo.

- Síncrotron: β ~ −2, 9, índice na região do Plano Galáctico que é consistente com o índice para emissão síncrotron para as freqüências consideradas (Bennett *et al.*, 2003).
- Poeira: $\beta \sim -1, 8$, consistente com outros trabalhos (Banday *et al.*, 2003).

Emissões galácticas - máscara Kp2: os índices para as emissões galácticas quando é usada a máscara Kp2 estão na Tabela 5.10, que interpretamos a seguir:

- Livre-livre: $\beta \sim -1, 3$, pode dever-se à extinção em baixas latitudes.
- Síncrotron: correlação negativa, a emissão síncrotron não é significativa.
- Poeira: $\beta \sim -2$, é consistente com outros resultados (Banday *et al.*, 2003).

Excesso de emissão: para o excesso de emissão, os índices espectrais obtidos estão na Tabela 5.11, que podemos classificá-los em dois grupos, correspondentes a dois ambientes de emissão:

- $0^{\circ} < |\mathbf{b}| < 7, 5^{\circ} \ (\beta \sim -1, 5)$: o excesso é consistente com *spinning-dust* (modelo CNM) mais poeira térmica.
- $7,5^{\circ} < |\mathbf{b}| < 12,5^{\circ} \ (\beta \sim -5)$: o excesso é consistente apenas com *spinning-dust* (modelo WNM).

Excesso de emissão - máscara Kp2: índices espectrais para o excesso de emissão com a máscara Kp2 estão listados na Tabela 5.11 nos quais diferenciamos dois casos:

- $0^{\circ} < |\mathbf{b}| < 7, 5^{\circ} \ (\beta \sim -3)$: o excesso é consistente com spinning-dust (modelo CNM).
- $7,5^{\circ} < |\mathbf{b}| < 12,5^{\circ} \ (\beta \sim -5)$: o excesso é consistente com *spinning-dust* (modelo WNM).

5.4.2 Perfil de Emissão

Os resultados para o perfil do excesso de emissão indicam que o intervalo com maior significância estatística está entre $-10^{\circ} < b < 10^{\circ}$. Na Tabela 5.12 estão os índices obtidos para esses intervalos. No Plano Galáctico, $-5^{\circ} < b < 5^{\circ}$, resultam índices menores, enquanto que nos intervalos vizinhos, $5^{\circ} < |b| < 10^{\circ}$, os índices são elevados. Quando

Índ	ICES ESPECTRAIS - EMISSÕES			
b		β		
[°]	livre-livre	síncrotron	poeira	
0	-0,54	-2,90	-1,75	
2,5	-1,82	-2,91	-1,42	
7,5	-1,73	-1,47	-1,86	
$12,\!5$	-1,41	-0,64	-1,81	

TABELA 5.9- Índices espectrais para as componentes de emissão galáctica para cortes galácticos.

TABELA 5.10-	Índices espectrais para as componentes de emissão galáctica para cortes
	galácticos usando a máscara Kp2.

Índices espectrais - emissões Kp2			
b		β	
[°]	livre-livre	síncrotron	poeira
0	-1,27	_	-1,91
2,5	-1,27	—	-1,72
7,5	-1,32	—	-2,17
12,5	-0,92	_	-1,95

TABELA 5.11- Índices espectrais para o excesso de emissão realizando cortes galácticos.

Índic	ES ESPEC	TRAIS - CORTES
b		eta
[°]	total	Kp2
0	-1,82	-3,27
2,5	-1,42	-2,90
7,5	-4,77	-4,17
$12,\!5$	-4,78	-5,11

aplicamos a máscara Kp2, os índices mudam e no Plano Galáctico aparece um índice positivo, indicando que neste intervalo alguma componente pode estar afetando o mapa e alterando o cálculo do índice.

Estes resultados indicam que índices maiores aparecem nas latitudes vizinhas ao Plano Galáctico, enquanto que índices menores no Plano Galáctico podem indicar que existe extinção pela poeira, evidência que as regiões mais contaminadas dominam sobre as difusas.

INDICES	ESPECTRAIS	- INTERVALOS
b		β
[°]	total	Kp2
-10 : -5	-3,12	-4,89
-5:0	-0,28	-1,46
0:5	-1,57	0,74
5:10	-3,30	-0,27

TABELA 5.12- Índices espectrais para o excesso de emissão usando os intervalos de latitude mais significativos.

Todos os índices obtidos com os dois enfoques de análise são negativos, ou seja, indicam um comportamento não-térmico. Os índices baixos estão na região do Plano Galáctico e os índices maiores foram obtidos para as regiões vizinhas $5^{\circ} < |\mathbf{b}| < 15^{\circ}$.

Estes resultados foram obtidos usando as contribuições de temperatura, que dependem do mapa usado, neste caso o mapa de poeira. Por isso, o excesso de emissão depende da distribuição da poeira.

5.5 Comparação com Modelos de Spinning-dust

Os resultados que encontramos para o excesso de emissão nas seções anteriores foram comparados com modelos para emissões galácticas e os modelos de *spinning-dust*.

Os modelos de *spinning-dust* prevêem que os índices espectrais mudem de acordo com a freqüência observada, com índices de $\beta \sim -2, 5$ em freqüências ~ 30 GHz e mudando para menos de $\beta \sim -4$ nas freqüências ≥ 50 GHz. Este comportamento é compatível com os índices encontrados neste estudo. O índice encontrado usando os valores para as freqüências de 30 e 41,5 GHz resulta em $\beta \sim -4, 13$ para o modelo WNM, e $\beta \sim -2, 75$ para o modelo CNM. Nossos resultados (os índices nos cortes de $|\mathbf{b}| = 7, 5^{\circ}$ e $|\mathbf{b}| =$ $12, 5^{\circ}$) estão em boa concordância com os índices obtidos por Banday *et al.* (2003), embora eles usam uma combinação de modelos para um melhor ajuste na análise de várias freqüências.

Por outro lado, os índices para o excesso de emissão não estão no intervalo esperado para emissão síncrotron. Uma vez que o excesso de emissão que detectamos só está presente nas regiões de baixas latitudes, deveríamos encontrar índices ao redor de -2, 7, que não é nosso caso, o que indica que outra emissão é a responsável pelo excesso de emissão. Os índices que obtivemos se aproximam aos índices síncrotron quando realizamos cortes galácticos de 0° e 2, 5° aplicando a máscara Kp2. Nas Figuras 5.13-5.16 são mostrados os resultados para o excesso de emissão comparados com os modelos de emissão galáctica: síncrotron, usando uma lei de potência com índice -2, 7; livre-livre, com índice -2, 1; e poeira térmica com índice +2 para T = 18 K. As três emissões foram escalonadas com as componentes galácticas obtidas para a banda Ka. Superpostos nas figuras, estão os modelos CNM, WIN, WNM para *spinning-dust* de Draine e Lazarian (1998) escalonados com a componente de poeira. As Figuras 5.13-5.16 são para os cortes galácticos 0° ; $2, 5^{\circ}$; $7, 5^{\circ}$ e $12, 5^{\circ}$; respectivamente. Nelas se vê como mudam os níveis de intensidade de cada emissão galáctica, assim como a variação dos índices para o excesso de emissão.

As Figuras 5.17-5.20 mostram os resultados para o excesso de emissão quando é aplicada aos mapas a máscara Kp2. A comparação com os modelos de emissões galácticas são realizadas da mesma forma que nas figuras anteriores. Em todos os casos são obtidos índices elevados para o excesso de emissão e os mesmos níveis de intensidade para as emissões galácticas.

Das figuras anteriores, vemos que o excesso de emissão aparentemente segue a forma da emissão de *spinning-dust*, especialmente no caso em que é aplicada a máscara Kp2. Mas, devemos notar que as barras de erro são maiores neste caso. O modelo de *spinning-dust* que usamos nesta comparação é o que mais se ajusta a estes resultados, mas os demais modelos, ou uma combinação deles, também poderiam ajustar-se aos resultados.

Esta comparação favorece o modelo de *spinning-dust* e pode ser um efeito de ter dados em um intervalo de freqüências onde este modelo coincide com a emissão não-térmica que encontramos. Nossos resultados indicam vários regimes na emissão em baixas latitudes. Quando incluímos a região próxima ao Plano Galáctico ($|b| > 0^\circ$ e $|b| > 2, 5^\circ$), o índice é menor ($\sim -1, 5$). Aplicando a máscara Kp2, ele aumenta para $\sim -2, 5$. No caso sem considerar o Plano Galáctico ($|b| > 7, 5^\circ$ ou $|b| > 12, 5^\circ$) o índice com o mapa completo muda para $\sim -4, 7$. Com a máscara Kp2, a inclinação é similar e se deve a que a emissão na banda Q decai.



FIGURA 5.13- Excesso de emissão para |b| > 0°. Os círculos pretos correspondem aos resultados deste trabalho. Comparação com modelos CNM,WIM,WNM de *spinning-dust*, modelo de poeira térmica (traços) e modelos de emissão síncrotron (pontos) e livre-livre (pontos-linha).



FIGURA 5.14- Excesso de emissão para $|b| > 2, 5^{\circ}$ (círculos pretos). Comparação com modelos CNM,WIM,WNM de *spinning-dust* idem à Figura 5.13, modelo de poeira térmica (traços) e modelos de emissão síncrotron (pontos) e livre-livre (pontos-linha).



FIGURA 5.15- Excesso de emissão para $|b| > 7,5^{\circ}$ (círculos pretos). Comparação com modelos CNM,WIM,WNM de *spinning-dust* idem à Figura 5.13, modelo de poeira térmica (traços) e modelos de emissão síncrotron (pontos) e livre-livre (pontos-linha).



FIGURA 5.16- Excesso de emissão para $|b| > 12, 5^{\circ}$ (círculos pretos). Comparação com modelos CNM,WIM,WNM de *spinning-dust* idem à Figura 5.13, modelo de poeira térmica (traços) e modelos de emissão síncrotron (pontos) e livre-livre (pontos-linha).



FIGURA 5.17- Excesso de emissão aplicada a máscara Kp2, para $|b| > 0^{\circ}$ (círculos pretos), comparado com modelos CNM,WIM,WNM de *spinning-dust* idem à Figura 5.13, modelo de poeira térmica (traços) e modelos de emissão síncrotron (pontos) e livre-livre (pontos-linha).



FIGURA 5.18- Excesso de emissão aplicada a máscara Kp2, para $|b| > 2,5^{\circ}$ (círculos pretos), comparado com modelos CNM,WIM,WNM de *spinning-dust* idem à Figura 5.13, modelo de poeira térmica (traços) e modelos de emissão síncrotron (pontos) e livre-livre (pontos-linha).



FIGURA 5.19- Excesso de emissão aplicada a máscara Kp2, para |b| > 7,5° (círculos pretos), comparado com modelos CNM,WIM,WNM de spinning-dust idem à Figura 5.13, modelo de poeira térmica (traços) e modelos de emissão síncrotron (pontos) e livre-livre (pontos-linha).



FIGURA 5.20- Excesso de emissão aplicada a máscara Kp2, para |b| > 12,5° (círculos pretos), comparado com modelos CNM,WIM,WNM de spinning-dust idem à Figura 5.13, modelo de poeira térmica (traços) e modelos de emissão síncrotron (pontos) e livre-livre (pontos-linha).

CAPÍTULO 6 CONCLUSÕES

Neste trabalho foi descrita a análise para estudar as componentes de emissão galáctica em microondas e a possível componente anômala nos mapas obtidos com o experimento BEAST. A contribuição de cada componente nos mapas BEAST foi estimada por meio da técnica de correlação cruzada entre eles e mapas de referência para cada emissão galáctica.

Devido às características dos mapas BEAST, nossa análise mostrou que as emissões são significativas só para baixas latitudes galácticas $|\mathbf{b}| < 17,5^{\circ}$. Nesta região, notamos dois ambientes diferentes: a região do Plano Galáctico e a região difusa que circunda esta última e se expande em baixas latitudes. Para estudar a região difusa aplicamos a máscara Kp2 do WMAP (Bennett *et al.*, 2003) para cobrir as regiões do Plano Galáctico.

Por meio deste estudo, caracterizamos as componentes de emissão galáctica em microondas entre 30-41 GHz que contribuem para o sinal medido pelo experimento BEAST, que estão resumidas da seguinte forma:

- **Emissão síncrotron:** está localizada no Plano da Galáxia; seu espectro segue uma lei de potência do tipo $T \propto \nu^{\beta}$ com índice espectral $\beta = -2, 9$, de acordo com o modelo de geração de elétrons relativísticos no Plano Galáctico.
- **Emissão livre-livre:** está localizada nas regiões difusas e no Plano da Galáxia; seu espectro segue uma lei de potência com índice espectral $\beta = -1, 3$, menor que o esperado, possivelmente ao efeito da extinção por poeira interestelar.
- **Emissão de poeira:** engloba toda a região do Plano Galáctico e se estende até baixas latitudes galácticas. Os índices espectrais variam entre $-2, 2 < \beta < -1, 4$, que não é explicado pelo modelo para emissão térmica de poeira. Isto indica que outra fonte poderia ser a causa desta intensa emissão.

Para estudar a possível causa desta emissão, após subtrair as emissões síncrotron, livrelivre e a emissão térmica da poeira dos mapas BEAST, obtivemos uma emissão excedente com alta correlação com a poeira, que é uma evidência de uma emissão anômala que está correlacionada com a poeira.

A possível componente anômala nas freqüências de 30 e 41,5 GHz tem um índice espectral $\beta \sim -3$ compatível com a emissão de *spinning-dust* (Draine e Lazarian, 1998) quando é considerada a região difusa. O índice muda (é menos inclinado $\beta \sim -1, 5$) quando está

incluído o Plano Galáctico, e é compatível com a emissão de *spinning-dust* somada à emissão térmica de poeira (Finkbeiner, 2004).

Na análise, diferenciamos duas situações quando estudamos latitudes baixas: quando incluímos ao Plano Galáctico ($|\mathbf{b}| > 0^{\circ}$), e quando só consideramos as regiões vizinhas ($|\mathbf{b}| > 7,5^{\circ}$). Os índices espectrais no primeiro caso são menos inclinados que no segundo caso, possivelmente devido ao efeito de extinção interestelar que não está considerado na análise.

A região da Galáxia observada pelo BEAST cobre o intervalo de latitudes entre $-30^{\circ} < b < 85^{\circ}$ e está afastado, em longitude, do Centro Galáctico. Na análise do perfil de emissão usamos porções dos mapas com áreas aproximadamente iguais. Portanto, o perfil de emissão dá uma estimativa razoável da variação da emissão galáctica com a latitude. Dela, obtemos que todas as emissões estão concentradas nas regiões de baixas latitudes. O perfil para o excesso de emissão é similar ao perfil da poeira, quando está incluída a região densa da Galáxia. Considerando só a região difusa, o perfil é aproximadamente constante.

As incertezas do método e as limitações para modelar as componentes de emissão galáctica não permitem distinguir entre os modelos que expliquem a possível emissão anômala. Uma possibilidade é considerar uma mistura de modelos de *spinning-dust* ou também incluir uma das componentes galácticas.

A explicação para a possível emissão anômala ainda está em aberto. Para poder testar os vários modelos de emissão anômala deve ser ampliado o espectro para freqüências menores que 30 GHz e para freqüências maiores que 40 GHz para fazer uma comparação com a emissão térmica. Uma análise com dados multifreqüência dará uma melhor cobertura espectral e ampliará o alcance do presente trabalho.

Na nossa análise vimos uma diferença notória nos resultados, que resultou do uso de duas versões do mapa de emissão síncrotron. Este fato sugere uma exploração maior das características dos mapas de referência para emissão síncrotron e mostra de forma clara a necessidade de se ter mapas de boa qualidade de emissão galáctica em baixas freqüências, como os que estão sendo obtidos pelo experimento GEM (*Galactic Emission Mapping*) (Tello, 1997).

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

Banday, A. J.; Dickinson, C.; Davies, R. D.; Davis, R. J.; Górski, K. M. Reappraising foreground contamination in the COBE-DMR data. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, v. 345, n. 3, p. 897–911, Nov. 2003.

Bennett, C. L.; Halpern, M.; Hinshaw, G.; Jarosik, N.; Kogut, A.; Limon, M.; Meyer,
S. S.; Page, L.; Spergel, D. N.; Tucker, G. S.; Wollack, E.; Wright, E. L.; Barnes, C.;
Greason, M. R.; Hill, R. S.; Komatsu, E.; Nolta, M. R.; Odegard, N.; Peiris, H. V.;
Verde, L.; Weiland, J. L. First year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP)
obsevations: foreground emission. The Astrophysical Journal Supplement Series, v. 148, n. 01, p. 97–117, Sept. 2003.

Bennett, C. L.; Smoot, G. F.; Hinshaw, G.; Wright, E. L.; Kogut, A.; de Amici, G.; Meyer, S. S.; Weiss, R.; Wilkinson, D. T.; Gulkis, S.; Janssen, M.; Boggess, N. W.; Cheng, E. S.; Hauser, M. G.; Kelsall, T.; Mather, J. C.; Moseley, S. H.; Murdock, T. L.; Silverberg, R. F. Preliminary separation of galactic and cosmic microwave emission for the COBE Differential Microwave Radiometer. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 396, p. L7–L12, 1992.

Bersanelli, M.; Maino, D.; Mennella, A. Anisotropies of the cosmic microwave background. Rivista del Nuovo Cimento C, v. 25, n. 09, p. 01–82, Set. 2002.

Childers, J.; Bersanelli, M.; Figueiredo, N.; Gaier, T. C.; Halevi, D.; Kangas, M.; Levy, A.; Lubin, P. M.; Malaspina, M.; Mandolesi, N.; Marvil, J.; Meinhold, P. R.; Mejía, J.; Natoli, P.; O'Neill, H.; Parendo, S.; Seiffert, M. D.; Stebor, N. C.; Villa, F.; Villela, T.; Williams, B.; Wuensche, C. A. The Background Emission Anisotropy Scanning Telescope (BEAST): Instrument Description and Performances. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 158, n. 1, p. 124–138, 2005.

de Oliveira-Costa, A.; Tegmark, M.; Davies, R. D.; Gutiérrez, C. M.; Lasenby, A. N.; Rebolo, R.; Watson, R. A. The Quest for Microwave Foreground X. **The Astrophy**sical Journal Letters, v. 606, n. 2, p. L89–L92, 2004.

de Oliveira-Costa, A.; Tegmark, M.; Finkbeiner, D. P.; Davies, R. D.; Gutierrez, C. M.;
Haffner, L. M.; Jones, A. W.; Lasenby, A. N.; Rebolo, R.; Reynolds, R. J.; Tufte, S. L.;
Watson, R. A. A New Spin on Galactic Dust. The Astrophysical Journal, v. 567,
n. 1, p. 363–369, Mar. 2002.

de Oliveira-Costa, A.; Tegmark, M.; Gutierrez, C. M.; Jones, A. W.; Davies, R. D.; Lasenby, A. N.; Rebolo, R.; Watson, R. A. Cross-Correlation of Tenerife Data with Galactic Templates-Evidence for Spinning Dust? **The Astrophysical Journal Letters**, v. 527, n. 1, p. L9–L12, 1999.

Dennison, B.; Simonetti, J. H.; Topasna, G. A. An imaging survey of northern galactic H-alpha emmission with arcminute resolution. **Publications of the Astronomical Society of Australia**, v. 15, p. 147–48, 1998.

Dickinson, C.; Davies, R. D.; Davis, R. J. Towards a free-free template for CMB foregrounds. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, v. 341, n. 2, p. 369–384, May 2003.

Draine, B. T.; Lazarian, A. Diffuse galactic emission from spinning dust grains. The Astrophysical Journal, v. 494, p. L19–L22, Feb. 1998.

Draine, B. T.; Lazarian, A. Electric Dipole Radiation from Spinning Dust Grains. **The Astrophysical Journal**, v. 508, p. 157–179, Nov. 1998.

Draine, B. T.; Lazarian, A. Magnetic Dipole Microwave Emission from Dust Grains. **The Astrophysical Journal**, v. 512, p. 740–754, 1999.

Figueiredo, N.; Bersanelli, M.; Childers, J.; D'Arcangelo, O.; Halevi, D.; Janssen, M.;
Kedward, K.; Lemaster, N.; Lubin, P.; Mandolesi, N.; Marvil, J.; Meinhold, P.; Mejía,
J.; Mennella, A.; Natoli, P.; O'Neil, H.; Pina, A.; Pryor, M.; Sandri, M.; Simonetto, A.;
Sozzi, C.; Tello, C.; Villa, F.; Villela, T.; Williams, B.; Wuensche, C. A. The Optical
Design of the Background Emission Anisotropy Scanning Telescope (BEAST). The
Astrophysical Journal Supplement Series, v. 158, n. 1, p. 118–123, 2005.

Finkbeiner, D. P. A full-sky H α template for microwave foreground prediction. The Astrophysical Journal Supplement Series, v. 146, n. 2, p. 407–415, June 2003.

Finkbeiner, D. P. Microwave Interstellar Medium Emission Observed by the Wilkinson Microwave Anisotropy Probe. The Astrophysical Journal, v. 614, n. 1, p. 186–193, 2004.

Finkbeiner, D. P.; Davis, M.; Schlegel, D. J. Extrapolation of galactic dust emission at 100 microns to cosmic microwave background radiation frequencies using FIRAS. **The Astrophysical Journal**, v. 524, n. 2, p. 867–886, Oct. 1999.

Gaustad, J. E.; McCullough, P. R.; Rosing, W.; Van Buren, D. A Robotic Wide-Angle $H\alpha$ Survey of the Southern Sky. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 113, p. 1326–1348, Nov. 2001.

Górski, K. M.; Hivon, E.; Wandelt, D. B. Analysis issues for large CMB data sets. In: Banday, A. J.; Sheth, R. K.; da Costa, L. N. (ed.). **Proceddings of the MPA/ESO Cosmology Conference "Evolution of Large Structure"**. Garching-Germany: European Southern Observatory, 1999. p. 37–42.

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**, v. 443, p. L57–L60, 1995.

Haslam, C. G. T.; Salter, C. J.; Stoffel, H.; Wilson, W. E. A 408 MHz all-sky continuum survey. II. The atlas of contour maps. Astronomy and Astrophysics Supplement Series, v. 47, p. 1–143, Jan. 1982.

Kogut, A. Anomalous Microwave Emission. In: Oliveira-Costa, A. de; Tegmark, M. ed.. ASP Conf. Ser. 181: Microwave Foregrounds. San Francisco: EUA: Astronomical Society of the Pacific, 1999. p. 91.

Kogut, A.; Banday, A. J.; Bennett, C. L.; Gorski, K. M.; Hinshaw, G.; Reach, W. T. High-Latitude Galactic Emission in the COBE Differential Microwave Radiometer 2 Year Sky Maps. **The Astrophysical Journal**, v. 460, p. 1–9, Mar. 1996.

Lagache, G. The large-scale anomalous microwave emission revisited by WMAP. Astronomy and Astrophysics, v. 405, p. 813–819, Jul. 2003.

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**, v. 532, p. 37–56, Mar. 2000.

Mather, J. C.; Fixsen, D. J.; Shafer, R. A.; Mosier, C.; Wilkinson, D. T. Calibrator Design for the COBE Far-Infrared Absolute Spectrophotometer (FIRAS). **The** Astrophysical Journal, v. 512, p. 511–520, 1999.

Mathis, J. S.; Rumpl, W.; Nordsieck, K. H. The size distribution of interstellar grains. **The Astrophysical Journal**, v. 217, p. 425–433, 1977.

Meinhold, P. R.; Bersanelli, M.; Childers, J.; Figueiredo, N.; Gaier, T. C.; Halevi, D.; Huey, G. G.; Kangas, M.; Lawrence, C. R.; Levy, A.; Lubin, P. M.; Malaspina, M.; Mandolesi, N.; Marvil, J.; Mejía, J.; Natoli, P.; O'Dwyer, I.; O'Neill, H.; Parendo, S.; Pina, A.; Seiffert, M. D.; Stebor, N. C.; Tello, C.; Villa, F.; Villela, T.; Wade, L. A.; Wandelt, B. D.; Williams, B.; Wuensche, C. A. A Map of the Cosmic Microwave Background from the BEAST Experiment. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 158, n. 1, p. 101–108, 2005.

Mejía, J.; Bersanelli, M.; Burigana, C.; Childers, J.; Figueiredo, N.; Kangas, M.; Lubin, P.; Maino, D.; Mandolesi, N.; Marvil, J.; Meinhold, P.; O'Dwyer, I.; O'Neill, H.; Platania, P.; Seiffert, M.; Stebor, N.; Tello, C.; Villela, T.; Wandelt, B.; Wuensche, C. A. Galactic Foreground Contribution to the BEAST Cosmic Microwave Background Anisotropy Maps. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 158, n. 1, p. 109–117, 2005.

Meyer, S. L. Data analysis for scientists and engineers. New York: John Wiley & Sons, 1975. 513 p.

Mukherjee, P.; Dennison, B.; Ratra, B.; Simonetti, J. H.; Ganga, K.; Hamilton, J. Galactic Foregrounds in Owens Valley Radio Observatory and UCSB South Pole 1994 Cosmic Microwave Background Anisotropy Data. **The Astrophysical Journal**, v. 579, p. 83–92, Nov. 2002.

Oster, L. Free-Free Emission in the Radio-Frequency Range. Astronomical Journal, v. 66, p. 50, Mar. 1961.

Partridge, R. B. **3K: the cosmic microwave background radiation**. New York: Cambridge University Press, 1995. 373 p.

Penzias, A. A.; Wilson, R. W. A measurement of excess antenna temperature at 4080 MC/s. **The Astrophysical Journal**, v. 142, p. 419–421, Jul 1965.

Platania, P.; Burigana, C.; Maino, D.; Caserini, E.; Bersanelli, M.; Cappellini, B.; Mennella, A. A re-analysis of the wide coverage radio surveys of Galactic diffuse emission.
In: Clemens, D.; Shah, R.; Brainerd, T. ed.. ASP Conf. Ser. 317: Milky Way
Surveys: The Structure and Evolution of our Galaxy. San Francisco: EUA: Astronomical Society of the Pacific, 2004. p. 227.

Reynolds, R. J.; Haffner, L. M.; Madsen, G. J. Three-Dimensional Studies of the Warm Ionized Medium in the Milky Way using WHAM (Invited Talk). In: Rosado, M.; Binette, L.; Arias, L. (ed.). **ASP Conf. Ser. 282: Galaxies: the Third Dimension**. San Francisco: EUA: Astronomical Society of the Pacific, 2002. p. 31.

Rybicki, G. G.; Lightman, A. P. **Radiative Processes in Astrophysics**. New York: John Wiley & Sons, 1979. 382 p.

Schlegel, D. J.; Finkbeiner, D. P.; Davis, M. Maps of dust infrared emission for use in estimation of reddening and cosmic microwave background radiation foregrounds. **The Astrophysical Journal**, v. 500, n. 2, p. 525–553, June 1998.

Smoot, G. F.; Bennett, C. L.; Kogut, A.; Wright, E. L.; Aymon, J.; Boggess, N. W.;
Cheng, E. S.; Amici, G. de; 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 Differential
Microwave Radiometer first-year maps. The Astrophysical Journal Letters, v.
396, n. 01, p. L1–L5, Sept. 1992.

Smoot, G. F.; Gorenstein, M. V.; Muller, R. A. Detection of anisotropy in the cosmic blackbody radiation. **Physical Review Letters**, v. 39, p. 898–901, 1977.

Tello, C. "Um experimento para medir o brilho total do céu em comprimentos de onda centimétricos". 1997. 194p. Tese (Doutorado em Astrofísica) - Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 1997.