



Ministério da
Ciência e Tecnologia



sid.inpe.br/mtc-m19/2011/02.09.13.23-TDI

**IDENTIFICAÇÃO DE AGLOMERADOS DE GALÁXIAS
EM MAPAS DA RCFM UTILIZANDO O EFEITO
SUNYAEV ZEL'DOVICH**

Camila Paiva Novaes

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo
Dr. Carlos Alexandre Wuensche de Souza, aprovada em 25 de fevereiro de 2011

URL do documento original:

<http://urlib.net/8JMKD3MGP7W/3963MJE> >

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 INTELLECTUAL DO INPE (RE/DIR-204):

Presidente:

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



Ministério da
Ciência e Tecnologia



sid.inpe.br/mtc-m19/2011/02.09.13.23-TDI

**IDENTIFICAÇÃO DE AGLOMERADOS DE GALÁXIAS
EM MAPAS DA RCFM UTILIZANDO O EFEITO
SUNYAEV ZEL'DOVICH**

Camila Paiva Novaes

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo
Dr. Carlos Alexandre Wuensche de Souza, aprovada em 25 de fevereiro de 2011

URL do documento original:

<http://urlib.net/8JMKD3MGP7W/3963MJE> >

INPE
São José dos Campos
2011

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

Novaes, Camila Paiva.
N85i Identificação de aglomerados de galáxias em mapas da RCFM
utilizando o efeito Sunyaev Zel'dovich / Camila Paiva Novaes. –
São José dos Campos : INPE, 2011.
xxviii+ 112 p. ; (sid.inpe.br/mtc-m19/2011/02.09.13.23-TDI)

Dissertação (Mestrado em Astrofísica) – Instituto Nacional de
Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2011.

Orientador : Dr. Carlos Alexandre Wuensche de Souza.

1. Efeito Sunyaev Zel'dovich. 2. RCFM. 3. Aglomerados de
galáxias. 4. Simulações. 5. Separação de componentes. I.Título.

CDU 524.82

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. Oswaldo Duarte Miranda



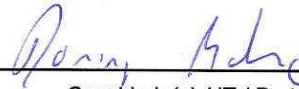
Presidente / INPE / SJC Campos - SP

Dr. Carlos Alexandre Wuensche de Souza



Orientador(a) / INPE / SJC Campos - SP

Dr. Domingos Barbosa



Convidado(a) / IT / Portugal - PT

Aluno (a): Camila Paiva Novaes

São José dos Campos, 25 de fevereiro de 2011

*”Se as coisas são inatingíveis... ora!
Não é motivo para não querê-las...
Que tristes os caminhos, se não fora
A presença distante das estrelas!”*

MÁRIO QUINTANA

*A Meus Pais, Donixette
e Neia, pelo amor, incentivo e apoio
incondicionais que sempre me dedicaram.*

AGRADECIMENTOS

Um trabalho concluído, um sonho realizado, há sempre pessoas que contribuíram para tornar possível nossas conquistas, sozinhos não chegamos a lugar algum. Por saber disso, sinto a necessidade de agradecer sinceramente a estas pessoas e antes de tudo a Deus por colocar pessoas tão especiais em meu caminho. Portanto agradeço:

A minha família, por acreditarem sempre em mim, dando-me força nos momentos em que mais precisei. Em especial a minha mãe, a razão da minha vida, sem a qual nenhuma conquista seria possível.

A meu noivo Claudio, aquele que me socorreu na parte computacional deste trabalho, que aprendeu um pouco de cosmologia só pra me ajudar e dar-me ideias. Essa pessoa que me acompanha, cuida de mim, me dá força, e que tem mudado minha vida há quase 4 anos.

À pessoa mais teimosa que conheço, com quem fiz uma amizade que não imaginaria fazer aqui. Minha cúmplice, confidente, que sabia quando estava triste ou preocupada sem nem mesmo eu abrir a boca. Essa pessoa que acha não ter auxiliado em meu trabalho, mas que não imagina a diferença que tem feito em minha vida. Minha grande amiga Mariana que será certamente insubstituível.

Ao meu orientador e principalmente amigo, Alex, que após "laçado" pelos corredores da DAS ajudava-me em meus problemas, fazia-me gostar ainda mais do meu trabalho, deixava-me nervosa e calma ao mesmo tempo, e quem tem me aberto diversas portas. Mas sem esquecer de meu antigo orientador, Agenor, quem me ajudou a estar aqui hoje, agradeço pela força dada mesmo longe.

Ao amigo Pedro, devolvo o agradecimento pelas discussões filosóficas, cosmológicas, e também sobre bobagem. E meu amigo Denis, pela grande ajuda em meu trabalho e por todos os conselhos e dicas valiosas.

A todos os professores, que contribuíram para minha formação, aos colegas, e todas as pessoas com quem tenho convivido e que contribuíram de alguma forma para realização deste trabalho.

Por fim agradeço em especial à Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior - CAPES, pelo apoio financeiro.

RESUMO

A Radiação C3smica de Fundo em Microondas (RCFM) 3 considerada um dos mais importantes observ3veis astrof3sicos. O entendimento das propriedades (espectro, distribui33o angular e polariza33o) que caracterizam esse campo de radia33o s3o de extrema import3ncia para o estudo da forma33o das estruturas que hoje observamos no Universo. Existem tamb3m processos secund3rios de produ33o de flutua33es de temperatura, gerados ap3s a recombina33o, que podem mascarar o sinal prim3rio da RCFM, atrapalhando o estudo de suas propriedades intr3secas. Um desses processos 3 o chamado efeito Sunyaev-Zel'dovich (SZ), causado por espalhamento Compton inverso dos f3tons da RCFM. Al3m de sua import3ncia espec3fica para o estudo da RCFM, a combina33o de medidas do efeito SZ com medidas em raios X pode ser usada, por exemplo, para estudar a distribui33o de aglomerados por intervalo de *redshift* (e, conseq3entemente, as flutua33es de mat3ria que originaram as estruturas em grande escala) e estimar observ3veis cosmol3gicos como a constante de Hubble e a rela33o di3metro angular - dist3ncia. O sat3lite Planck, lan3ado em 2009 pela Ag3ncia Espacial Europ3ia, 3 dedicado ao estudo da RCFM e um dos resultados esperados da an3lise de seus dados 3 a separa33o dos sinais contaminantes da RCFM, entre eles o efeito SZ. Este trabalho apresenta a an3lise da distribui33o de aglomerados SZ em simula33es de mapas de RCFM produzidos pelo sat3lite Planck. Os aglomerados foram produzidos a partir de perfis de temperatura do tipo " β isot3rmico" e, em seguida, combinados com mapas sint3ticos da RCFM, gerados em formato Healpix, para testar um algoritmo de identifica33o do tipo "blind survey", que ser3 utilizado nos mapas reais. O JADE (*Joint Approximate Diagonalization of Eigenmatrices*) 3 um algoritmo baseado na An3lise de Componentes Independentes (ICA) e 3 efetivo na extra33o de componentes n3o-gaussianas. Os resultados mostram que o JADE e todo procedimento adotado 3 eficiente na identifica33o da posi33o e intensidade do efeito SZ em cada aglomerado, recuperando cerca de 92% deles para o caso em que os mapas de entrada s3o compostos pela combina33o linear de RCFM, efeito SZ, emiss3o s3ncrotron, de poeira, livre-livre e ru3do instrumental, simulados utilizando $N_{side} = 1024$. Esta porcentagem varia de acordo com o N_{side} utilizado, caracter3sticas do ru3do e n3mero de emiss3es inclu3das nos mapas analisados.

IDENTIFICATION OF GALAXY CLUSTERS IN THE CMB MAPS USING THE SUNYAEV-ZEL'DOVICH EFFECT

ABSTRACT

The Cosmic Microwave Background (CMB) is considered one of the most important astrophysical observables. The understanding of the properties (spectrum, angular distribution and polarization) that characterize this radiation field is of utmost importance for the study of structure formation in the universe we see today. There are also secondary processes for the production of temperature fluctuations, generated after the recombination, which can mask the primary signal of the CMB, hindering the study of their intrinsic properties. One such process is called the Sunyaev-Zel'dovich effect (SZ), caused by inverse Compton scattering of CMB photons. In addition to its specific importance for the study of CMB, the combination of SZ effect measurements with X-ray measurements can be used, for example, to study the distribution of clusters per *redshift* interval (and hence the fluctuations of matter that gave rise to large-scale structure) and to estimate cosmological observables such as the Hubble constant and the relationship between angular diameter - distance. The Planck satellite, launched in 2009 by the European Space Agency, is dedicated to the study of CMB and the expected results of data analysis is the separation of signals contaminating the CMB, including the SZ effect. This paper presents the analysis of the distribution of SZ clusters in simulations of CMB maps produced by the Planck satellite. The clusters were produced from temperature profiles of the type " β isothermal" and then combined with synthetic CMB maps generated in Healpix format, to test an algorithm of identification of the type "blind survey", that will be used in real maps. JADE (emph Joint diagonalization of Approximate Eigenmatrices) is an algorithm based on Independent Component Analysis (ICA) and is effective in extracting non-Gaussian components. The results show that the JADE and the whole procedure adopted is effective in identifying the position and intensity of the SZ effect in each cluster, recovering about 92 % of them to the case where the input maps are composed of linear combination of CMB, effect SZ, synchrotron emission, dust, free-free and instrumental noise, simulated using $N_{side} = 1024$. This percentage varies with the N_{side} used, noise characteristics and number of sources included in the maps analyzed.

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
1.1 O Big Bang: Um Diagrama do Espaço - Tempo.	2
1.2 Representação esquemática da RCFM. A coordenada radial z é o <i>redshift</i>	3
1.3 Medições precisas do espectro da RCFM. A linha representa um corpo negro a 2.73 K, que é bem descrito, principalmente em torno do pico de intensidade.	4
1.4 Flutuações de temperatura na RCFM. Regiões azuis (amarelas e vermelhas) representam direções no céu onde a temperatura da RCFM é inferior (superior) à média $T_0 = 2,725$	5
1.5 Espectro de potência angular das flutuações de temperatura da RCFM.	6
2.1 A RCFM comparada às emissões <i>foregrounds</i> . A RCFM só pode ser observada no intervalo $\approx 30 - 150$ GHz. Em baixas frequências se sobressaem as emissões síncrotron e <i>bremsstrahlung</i> , ao passo que em altas frequências a emissão por poeira aquecida é mais instensa.	12
3.1 Espectro da RCFM real (linha pontilhada) e distorcido pelo efeito SZ (linha cheia), mostrando o decremento e incremento de intensidade abaixo e acima de ~ 218 GHz, respectivamente.	20
3.2 Distorção espectral da RCFM devido ao efeito SZ térmico e cinemático. A parte à esquerda está em unidades de intensidade e à direita em unidades de temperatura de brilho de Rayleigh-Jeans. Como referência, na parte da esquerda foi mostrado (linha pontilhada) o espectro térmico de 2,7K para a RCFM na escala de 0,0005. As propriedades do aglomerado utilizado no cálculo deste espectro são: temperatura eletrônica de 10keV, parâmetro de comptonização y de 10^{-4} , e uma velocidade peculiar de 500 km s $^{-1}$	21
3.3 Ilustração da escala angular do efeito SZ e das anisotropias primárias da RCFM. A imagem cobre um grau quadrado e a escala de cinza está em μ K. À esquerda é mostrado apenas o efeito SZ na frequência de 150 GHz, no centro apenas as anisotropias da RCFM para uma cosmologia Λ CDM e à direita a combinação de ambos.	22
3.4 Espectro do efeito SZ (linha vermelha) para os correspondentes canais de frequência do Planck (barras azuis).	28

3.5	Número de aglomerados esperados na detecção do <i>Sloan Digital Sky Survey</i> e no regime de microondas para o Planck como função do <i>redshift</i> do aglomerado.	30
4.1	O satélite Planck.	31
4.2	Pixelização da esfera celeste usando o HEALPix. Aqui, $N_{side} = 1, 2, 4$ e 8 , e o número total de pixels são, respectivamente, $N_{pixels} = 12, 48, 192$ e 768	35
4.3	Píxel numerado em estrutura de árvore. Parte à esquerda consiste de quatro píxels. Para aumentar a resolução cada píxel é dividido em quatro outros píxels como mostrado à direita.	35
4.4	Mapas na projeção Mollweide, em coordenadas Galácticas e unidades de Kelvin, das flutuações de temperatura da RCFM simuladas com $N_{side} = 512$ (acima) e $N_{side} = 1024$ (abaixo).	37
4.5	Mapas da intensidade do efeito SZ de aglomerados reais e simulados, usando $N_{side} = 512$, para cada uma das frequências de $143, 217, 353$ e 545 GHz. A unidade utilizada foi Kelvin.	39
4.6	Mapas da intensidade do efeito SZ de aglomerados reais e simulados, usando $N_{side} = 1024$, para cada uma das frequências de $100, 143, 217, 353$ e 545 GHz. A unidade utilizada foi Kelvin.	40
4.7	Mapas do ruído instrumental estimado para cada frequência. A unidade utilizada foi Kelvin.	41
4.8	Mapas das emissões síncrotron, poeira e livre-livre do WMAP 7 anos na banda W. Os mapas estão em unidades de Kelvin.	43
4.9	Mapas sintéticos da emissão síncrotron nas frequências de $100, 143, 217, 353$ e 545 GHz. A unidade dos mapas é K, em coordenadas Galácticas e projeção Mollweide.	45
4.10	Mapas sintéticos da emissão de poeira nas frequências de $100, 143, 217, 353$ e 545 GHz. A unidade dos mapas é K, em coordenadas Galácticas e projeção Mollweide.	46
4.11	Mapas sintéticos da emissão livre-livre nas frequências de $100, 143, 217, 353$ e 545 GHz. A unidade dos mapas é K, em coordenadas Galácticas e projeção Mollweide.	47
4.12	Mapas do primeiro conjunto de dados (RCFM, efeito SZ e ruído instrumental) utilizando $N_{side} = 512$. A unidade dos mapas é K, em coordenadas Galácticas e projeção Mollweide.	49

4.13	Mapas do segundo conjunto de dados (RCFM, efeito SZ, emissão síncrotron, poeira e ruído instrumental) utilizando $N_{side} = 512$. A unidade dos mapas é K, em coordenadas Galácticas e projeção Mollweide.	50
4.14	Mapas do terceiro conjunto de dados (RCFM, efeito SZ, emissão síncrotron, poeira, livre-livre e ruído instrumental) utilizando $N_{side} = 512$. A unidade dos mapas é K, em coordenadas Galácticas e projeção Mollweide.	51
4.15	Mapas do quarto conjunto de dados (RCFM, efeito SZ, emissão síncrotron, poeira, livre-livre e ruído instrumental) utilizando $N_{side} = 1024$. A unidade dos mapas é K, em coordenadas Galácticas e projeção Mollweide.	52
5.1	Árvore de decomposição da Análise de Wavelets, sendo S o sinal original e cA_i e cD_i as séries aproximada e detalhada no nível i	55
5.2	Gráfico mostrando a forma da família de <i>Wavelets Haar</i>	58
5.3	Gráfico mostrando a forma da família de <i>Wavelets Daubechies</i>	58
5.4	Gráfico mostrando a forma da família de <i>Wavelets Biorthogonal</i>	59
5.5	Gráfico mostrando a forma da família de <i>Wavelets Coiflets</i>	59
5.6	Gráfico mostrando a forma da família de <i>Wavelets Symlets</i>	60
5.7	Gráfico mostrando a forma da família de <i>Wavelets Morlets</i>	60
5.8	Gráfico mostrando a forma da família de <i>Wavelets Mexican Hat</i>	60
5.9	Diagrama esquemático das etapas executadas pelo SExtractor.	69
5.10	Diagrama esquemático do método utilizado na separação de um objeto composto. Neste caso o objeto original será dividido em dois componentes A e B.	71
6.1	Mapas de efeito SZ recuperado pelo JADE a partir das combinações de RCFM e efeito SZ, mostrada no mapa superior, e RCFM, efeito SZ, emissão síncrotron e de poeira, mostrada no mapa inferior.	74
6.2	Diagrama resumindo o procedimento utilizado na separação da componente relativa à emissão SZ nos mapas sintéticos.	75
6.3	Mapa de efeito SZ recuperado pelo JADE a partir dos mapas da combinação de RCFM, efeito SZ e ruído instrumental com $N_{side} = 512$	77
6.4	Mapa de efeito SZ recuperado pelo JADE a partir dos mapas da combinação de RCFM, efeito SZ, emissão Síncrotron e de Poeira e ruído instrumental com $N_{side} = 512$	78
6.5	Mapa de efeito SZ recuperado pelo JADE a partir dos mapas da combinação de RCFM, efeito SZ, emissões Síncrotron, de Poeira e Livre-livre e ruído instrumental com $N_{side} = 512$	78

6.6	Mapa de efeito SZ recuperado pelo JADE a partir dos mapas da combinação de RCFM, efeito SZ, emissões Síncrotron, de Poeira e Livre-livre e ruído instrumental com $N_{side} = 1024$	79
6.7	Mapas de efeito SZ recuperados pelo JADE com a calibração recuperada. A unidade dos mapas é K.	81
6.8	Gráficos entre os valores de ΔT_{SZ} dos aglomerados nos mapas de entrada (primeiro conjunto de simulações) e nos mapas calibrados, em 143 (superior) e 353 GHz (inferior). As retas na diagonal de cada gráfico é a linha de igualdade.	83
6.9	Mapas de efeito SZ recuperados pelo JADE, a partir de sua aplicação ao quarto conjunto de mapas, já calibrados. A unidade dos mapas é K. . . .	84
6.10	Gráficos entre os valores de ΔT_{SZ} dos aglomerados nos mapas de entrada (quarto conjunto de simulações) e nos mapas calibrados, nas frequências de 143, 217, 353 e 545 GHz. As retas na diagonal de cada gráfico é a linha de igualdade.	85
6.11	Mapa do número de observação do primeiro ano do WMAP na banda W.	88
6.12	Mapas do ruído total incluído no último teste realizado.	89
A.1	Mapas resultantes da aplicação do método ao quarto conjunto de mapas. O primeiro mapa é referente ao efeito SZ recuperado.	105
A.2	Mapas de efeito SZ recuperados pelo JADE, a partir de sua aplicação ao segundo conjunto de mapas, já calibrados. A unidade dos mapas é K. . . .	107
A.3	Mapas de efeito SZ recuperados pelo JADE, a partir de sua aplicação ao terceiro conjunto de mapas, já calibrados. A unidade dos mapas é K. . . .	108
A.4	Mapas de efeito SZ recuperados pelo JADE, a partir de sua aplicação ao quinto conjunto de mapas, já calibrados. A unidade dos mapas é K. . . .	109
A.5	Gráficos entre os valores de ΔT_{SZ} dos aglomerados nos mapas de entrada (segundo conjunto de simulações) e nos mapas calibrados, nas frequências de 143, 217, 353 e 545 GHz. As retas na diagonal de cada gráfico é a linha de igualdade.	110
A.6	Gráficos entre os valores de ΔT_{SZ} dos aglomerados nos mapas de entrada (terceiro conjunto de simulações) e nos mapas calibrados, nas frequências de 143, 217, 353 e 545 GHz. As retas na diagonal de cada gráfico é a linha de igualdade.	111

A.7 Gráficos entre os valores de ΔT_{SZ} dos aglomerados nos mapas de entrada (quinto conjunto de simulações) e nos mapas calibrados, nas frequências de 100, 143, 217, 353 e 545 GHz. As retas na diagonal de cada gráfico é a linha de igualdade. 112

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
4.1 Características e performance estimadas para o Planck.	33
4.2 Parâmetros utilizados na inserção dos aglomerados "reais".	44
4.3 Características dos instrumentos dos satélite Planck.	45
4.4 Características dos conjuntos de mapas simulados.	49
5.1 Alguns métodos de separação de componentes.	54
6.1 Valores de ΔT_{SZ} no mapa de entrada em 143 GHz e no de saída, e a razão entre eles.	80
6.2 Valores de ΔT_{SZ} no mapa de entrada em 353 GHz e no de saída, e a razão R entre eles.	80
6.3 Valores das médias das razões $\langle R(\nu) \rangle$ dos aglomerados reais em cada frequência.	83
6.4 Valores da média e variância calculados para para o 1° e 4° conjunto de dados.	86
6.5 Resultados obtidos com a aplicação do SExtractor.	86
6.6 Valores médios estimados que caracterizam as observações do satélite Planck para um ano de duração.	87
A.1 Valores das médias das razões $R(\nu)$ dos aglomerados reais em cada frequência, para os mapas de entrada do segundo conjunto de simulações. . .	106
A.2 Valores das médias das razões $R(\nu)$ dos aglomerados reais em cada frequência, para os mapas de entrada do terceiro conjunto de simulações. . .	106
A.3 Valores das médias das razões $R(\nu)$ dos aglomerados reais em cada frequência, para os mapas de entrada do quinto conjunto de simulações. . .	106

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

BSS	–	<i>Blind Source Separation</i>
CWT	–	<i>Continuous Wavelet Transform</i>
DWT	–	<i>Discrete Wavelet Transform</i>
HEALPix	–	<i>Hierarchical Equal Area iso-Latitude Pixelization</i>
ICA	–	<i>Análise de Componentes Independentes</i>
JADE	–	<i>Joint Aproximate Diagonalization of Eigenmatrices</i>
LAMBDA	–	<i>Legacy Archive for Microwave Background Data Analysis</i>
MCP	–	Modelo Cosmológico Padrão
OV	–	Ostriker-Vishniac
RCFM	–	Radiação Cósmica de Fundo em Microondas
SExtractor	–	<i>Source Extractor</i>
SUE	–	Superfície de Último espalhamento
SPT	–	<i>South Pole Telescope</i>
SWT	–	<i>Discrete Stationary Wavelet Transform</i>
SZ	–	Sunyaev Zel'dovich
WMAP	–	<i>Wilkinson Microwave Anisotropy Probe</i>

LISTA DE SÍMBOLOS

c	–	Velocidade da luz
D_A	–	Distância de diâmetro angular
H_0	–	Constante de Hubble
h	–	Constante de Planck
k_B	–	Constante de Boltzmann
ℓ	–	Momento de multipolo
T_e	–	Temperatura de elétrons
y	–	Parâmetro de Comptonização
z	–	<i>Redshift</i>
Ω_M	–	Densidade de matéria

SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
1 INTRODUÇÃO	1
2 O PROBLEMA DOS <i>FOREGROUNDS</i>	11
2.1 Emissão Síncrotron Galáctica	11
2.2 Emissão Livre-livre ou <i>Bremsstrahlung</i> Galáctica	13
2.3 Emissão de Poeira Galáctica	14
2.4 Fontes de Radio Discretas Extragalácticas	15
3 O EFEITO SUNYAEV ZEL'DOVICH	17
3.1 O Espalhamento Compton Inverso	17
3.2 Os Efeitos SZ Térmico e Cinemático	19
3.3 Propriedades dos Aglomerados	21
3.4 Efeito SZ como Ferramenta para Cosmologia	23
3.5 Resultados Recentes Obtidos com o Efeito SZ	26
4 DESCRIÇÃO DOS DADOS UTILIZADOS	31
4.1 A Missão Planck	31
4.2 A Simulação dos Dados: RCFM, Efeito SZ e Ruído Instrumental	34
4.2.1 Anisotropias da RCFM	36
4.2.2 Efeito SZ Térmico	36
4.2.3 Ruído Instrumental	39
4.3 Emissão Galáctica	41
4.4 Construção dos conjuntos de mapas utilizados	47
5 METODOLOGIA	53
5.1 Análise de <i>Wavelet</i>	54
5.2 Análise de Componentes Independentes	58
5.3 JADE	62
5.3.1 Propriedade dos Cumulantes	62
5.3.2 Separação dos componentes independentes	65
5.3.2.1 Centralização e Branqueamento	65
5.3.2.2 Identificação da matriz de mistura e dos componentes independentes	66

5.4	<i>SExtractor</i>	68
6	ANÁLISE E RESULTADOS	73
6.1	Pré-processamentos dos dados e a separação das componentes	76
6.2	Calibração dos resultados do JADE	79
6.3	Aplicação do <i>SExtractor</i> e resultados finais	85
7	CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS	91
	REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	95
	APÊNDICE A - RESULTADOS COMPLEMENTARES.	105
A.1	Resultados da aplicação do método de identificação de aglomerados . . .	105
A.2	Resultados da calibração	106

1 INTRODUÇÃO

No início do século XX não era possível esclarecer nenhuma questão fundamental da Cosmologia com qualquer grau de certeza. O conhecimento sobre os processos físicos do Universo era bastante escasso. Sendo assim, diversas teorias e modelos foram criados para tentar explicar os poucos fatos observados. No entanto, a partir da metade do século XX, foram feitas novas descobertas sobre o Universo, provas nas quais se apoiou o Modelo Cosmológico Padrão (MCP), ou modelo do *Big Bang*, sendo este descrito por parâmetros sobre os quais a atual Cosmologia é estudada. Mas é importante ressaltar que ele ainda não consegue explicar certas questões e pode ser modificado de acordo com novas descobertas feitas, ou até mesmo abandonado por um melhor.

O desenvolvimento de vários experimentos para o estudo da origem do Universo, como por exemplo os instrumentos FIRAS (*Far Infrared Absolute Spectrophotometer*) e DMR (*Differential Microwave Radiometers*) a bordo do satélite COBE (*Cosmic Background Explorer*) dedicado ao estudo da RCFM, permitiu que os astrônomos pudessem testar e comprovar algumas das previsões do modelo do *Big Bang*. Apesar de ainda existirem diversas questões que este modelo não consegue explicar, tais como as questões de matéria escura, energia escura, topologia cósmica, dentre outros (LAHAV; LIDDLE, 2007), ele passou a ser o mais aceito, sendo muito bem sucedido em vários aspectos. Dentre eles podemos mencionar a explicação da expansão do Universo, descoberta em 1929 por Edwin Hubble; da abundância de elementos leves, como H, He e D, por se acreditar que certos elementos e isótopos tenham sido sintetizados nos primeiros minutos do *Big Bang*; da homogeneidade e isotropia da RCFM bem como sua origem.

De acordo com o modelo do Big Bang, o Universo teve início em um estado de alta densidade e temperatura. A partir disso o Universo iniciou um processo de expansão e um conseqüente resfriamento. Quando a temperatura caiu abaixo de 10^{10} K (KOLB; TURNER, 1994), e o Universo tinha entre 0,01 segundos e 3 minutos de idade, ocorreu a Nucleossíntese Primordial. Basicamente todo hélio existente no Universo foi sintetizado nesta ocasião. No momento em que o Universo atingiu aproximadamente 380 mil anos a temperatura se tornou baixa o suficiente (próxima de $3000K \approx 0,26 eV$) de tal forma que possibilitou a combinação de núcleos e elétrons em átomos estáveis. Essa época é chamada de recombinação. A partir disso o número de elétrons livres desaparece e o Universo se torna neutro. O rápido desaparecimento de elétrons

livres causa a quebra do acoplamento térmico entre matéria e radiação, que não mais interagem de forma significativa, ocorrendo o chamado desacoplamento (PENZIAS; WILSON, 1965). A partir de então o Universo se tornou transparente à radiação e todos os efeitos dos processos que afetaram $\Delta\rho$ (flutuações de densidade) ficaram impressos na distribuição de temperatura, uma vez que $\Delta\rho \propto \Delta T$. Os fótons deste campo de radiação formaram a RCFM. Um diagrama da evolução descrita pode ser visto na Figura 1.1.

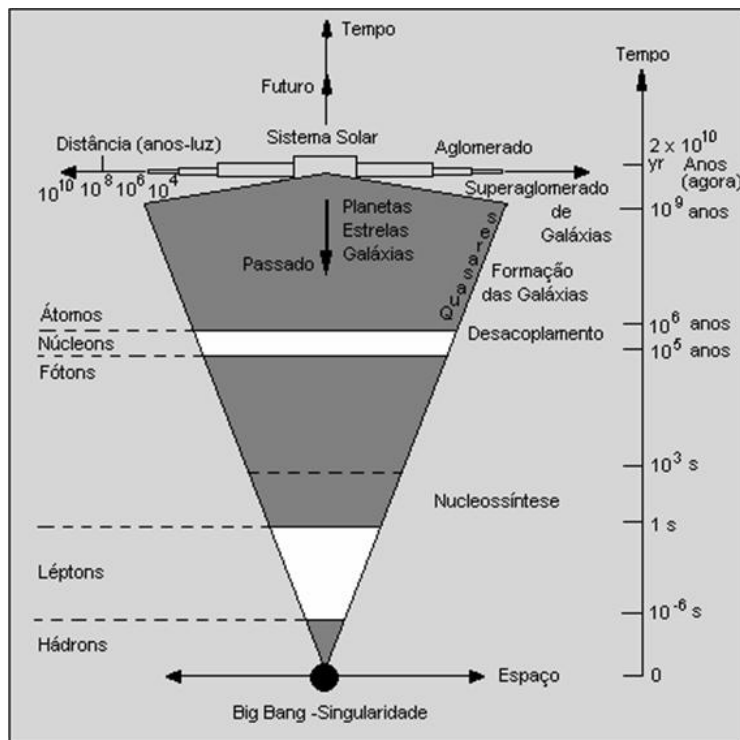


Figura 1.1 - O Big Bang: Um Diagrama do Espaço - Tempo.
 Fonte: Adaptada de Silk (1984)

O momento em que os fótons foram espalhados pela última vez antes do desacoplamento se deu em uma hipercasca, chamada de Superfície de Último Espalhamento (SUE, representada na Figura 1.2). Supondo que após o desacoplamento não houve mais interação entre radiação e matéria, conforme o Universo se expandiu a radiação teve sua temperatura diminuída, mas conservou a distribuição de Planck. O decréscimo na temperatura neste caso é dado por

$$T(z) = T_0(1 + z) \quad (1.1)$$

sendo T_0 a temperatura atual da RCFM e z , o *redshift*. Sabendo que no desacoplamento a temperatura era de aproximadamente 3000 K, da Equação 1.1 pode-se obter o valor do *redshift* no qual a radiação se formou ($z_{SUE} \sim 1090$), como representado na Figura 1.2. A SUE apresenta uma espessura de aproximadamente $\Delta z \approx 1$ (JAROSIK *et al.*, 2010), não apresentando contornos fixos, devido ao fato de que a recombinação não ocorreu de forma instantânea. Agora, 13,7 bilhões de anos depois, com os fótons fortemente deslocados para grandes comprimentos de onda, o máximo de intensidade ocorre em $\lambda = 2 \text{ mm}$ (150 GHz).

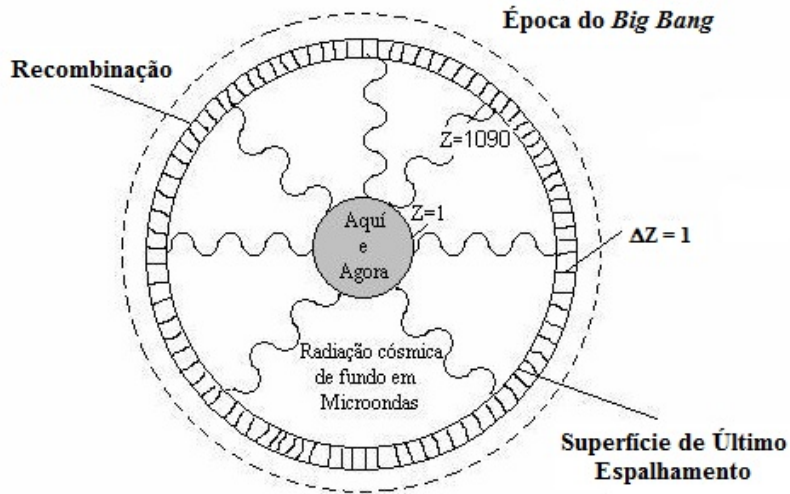


Figura 1.2 - Representação esquemática da RCFM. A coordenada radial z é o *redshift*.
Fonte: Adaptada de Silk (1984)

A RCFM nos fornece, portanto, informações da época em que o Universo possuía cerca de 380 mil anos. Ela pode ser estudada a partir de medidas do seu espectro, polarização e distribuição espacial, sendo uma das fontes mais ricas de informação sobre o Universo jovem, já que nenhum outro observável revela informações de épocas anteriores.

Dentre as medições do espectro da RCFM podemos destacar os resultados obtidos pelo instrumento FIRAS (*Far Infrared Absolute Spectrophotometer*) (MATHER, 1994) a bordo do satélite COBE (*Cosmic Background Explorer*) (SMOOT, 1990) ,

que estabeleceu a confirmação de que a RCFM possui um espectro de corpo negro quase perfeito, obtendo para a sua temperatura, no intervalo de 60 a 600 GHz , $T_0 = (2.725 \pm 0.010)$ K (MATHER, 1994), descoberta esta considerada uma das mais importantes do século XX, se tornando uma das mais fortes evidências a favor do modelo do *Big Bang*. A intensidade específica da RCFM é, portanto, quase perfeitamente descrita por um corpo negro:

$$I_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2}(e^{h\nu/k_B T_{rad}} - 1)^{-1} \quad (1.2)$$

em que T_{rad} é a temperatura da radiação, ν é a frequência e h , c e k_B são a constante de Planck, a velocidade da luz e a constante de Boltzmann, respectivamente. A Figura 1.3 mostra o espectro da RCFM obtido a partir dos resultados de diversos experimentos dedicados ao seu estudo.

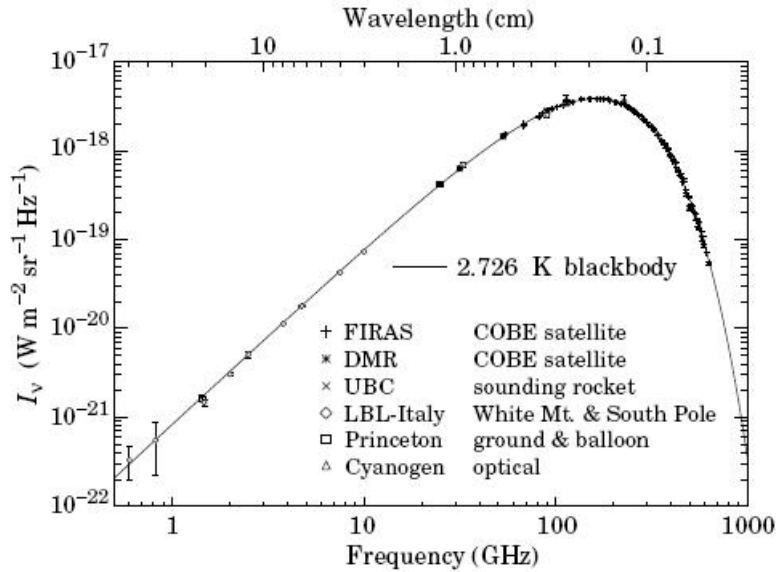


Figura 1.3 - Medições precisas do espectro da RCFM. A linha representa um corpo negro a 2.73 K, que é bem descrito, principalmente em torno do pico de intensidade. Fonte: Smoot (1997)

O resultado obtido pelo FIRAS mostra que o Universo à época do desacoplamento estava em um estado de equilíbrio termodinâmico quase perfeito, produzido pelas altas densidade e temperatura.

A descoberta da RCFM, junto a natureza de corpo negro do seu espectro e ligeira variação de cerca de uma parte em 100000 ($\Delta T/T \sim 10^{-5}$) em sua temperatura, foi de fundamental importância para a Cosmologia. As anisotropias (flutuações) de temperatura, chamadas anisotropias primárias, estão associadas às inhomogeneidades primordiais de densidade que dão origem às estruturas cosmológicas. Ou seja, mesmo o Universo observacionalmente se mostrando homogêneo e isotrópico em grandes escalas, ele apresenta flutuações de densidade que deixaram impressões na temperatura da RCFM, como pode ser visto na Figura 1.4.

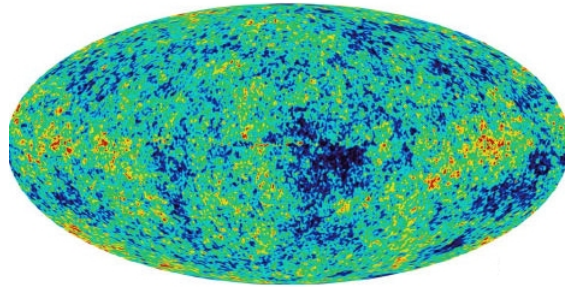


Figura 1.4 - Flutuações de temperatura na RCFM. Regiões azuis (amarelas e vermelhas) representam direções no céu onde a temperatura da RCFM é inferior (superior) à média $T_0 = 2,725$.
Fonte: NASA/WMAP Science Team (2008).

Como a RCFM é proveniente de uma superfície esférica (SUE) correspondente à época da recombinação, seu campo de anisotropias $\Delta T/T$ pode ser escrito em termos de harmônicos esféricos como na Equação

$$\frac{\Delta T}{T}(\theta, \phi) = \sum_{m, \ell} a_{m\ell} Y_{m\ell}(\theta, \phi) \quad (1.3)$$

Como a distribuição de temperatura da RCFM não possui uma direção preferencial não há dependência em m , desta forma é possível expressar o espectro de potência angular apenas em termos de ℓ . Para um espectro primordial do tipo lei de potência, $P(k) = Bk^n$, em que k é o número de onda e B a amplitude para perturbações escalares, o valor dos multipolos, C_ℓ , pode ser estimado por (WHITE et al., 1994):

$$C_\ell \equiv \langle |a_{\ell m}|^2 \rangle$$

$$\propto 2^n \pi^2 B \frac{\Gamma(3 - n) \Gamma(\ell + \frac{n-1}{2})}{\Gamma^2(\frac{4-n}{2}) \Gamma(\ell + \frac{5-n}{2})}. \quad (1.4)$$

Para o caso especial em que o espectro é do tipo Harrison-Zel'dovich ($n = 1$), tem-se:

$$C_\ell \propto \frac{1}{\ell(\ell + 1)} \Rightarrow \ell(\ell + 1)C_\ell = \text{constante}. \quad (1.5)$$

Sendo assim, o termo $[\ell(\ell + 1)C_\ell]$ representa uma grandeza invariante em escala para $n = 1$.

O padrão de anisotropias da RCFM pode ser resumido por meio da representação gráfica dos momentos de multipolos, com o termo $[\ell(\ell + 1)C_\ell]$, em função da escala ℓ , o chamado espectro de potência angular das flutuações da RCFM (Figura 1.5). Este espectro é um importante observável utilizado na construção de modelos cosmológicos. A posição e amplitude dos picos de C_l são sensíveis a importantes parâmetros cosmológicos, tal como, a densidade relativa de matéria (Ω_0), a constante cosmológica (Ω_Λ), densidade de bárions (Ω_b), constante de Hubble (H_0) e curvatura (Ω_K).

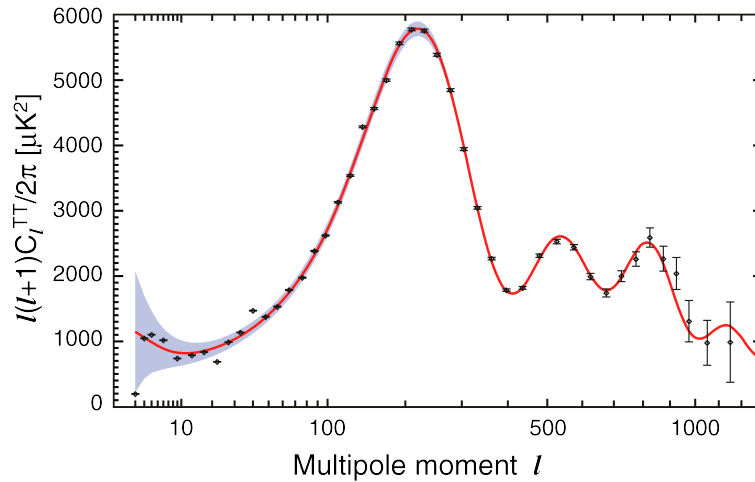


Figura 1.5 - Espectro de potência angular das flutuações de temperatura da RCFM.
Fonte: [NASA/WMAP Science Team \(2010\)](#).

Como dito anteriormente, associado às flutuações de temperatura da RCFM estão as flutuações de densidade. A evolução não-linear destas flutuações de densidade deu

origem a estrelas massivas, que por sua vez injetaram energia no meio intergaláctico resultando na reionização do mesmo. Uma consequência desta reionização é a formação de anisotropias secundárias na RCFM devido ao espalhamento de seus fótons por elétrons ionizados. Este tipo de flutuação pode ser dividida em anisotropias lineares e não lineares.

Uma diferença observacional entre flutuações primárias e secundárias é que, segundo estudos, as primárias estão associadas a escalas angulares de até $\sim 1^\circ$ no céu, enquanto que as secundárias a minutos de arco, $< 7'$ (PARTRIDGE, 1995). As anisotropias secundárias são de particular interesse a estudos devido ao fato de sua amplitude providenciar informações a respeito da formação de galáxias e da estrutura em grande escala do Universo.

No entanto, o estudo destas anisotropias só é possível após a subtração de contaminantes que se colocam à frente das observações da RCFM, os chamados *foregrounds*. Dentre eles estão as emissões da Galáxia, como emissão síncrotron, de poeira e livre-livre, e extragalácticas, que é o caso do efeito Sunyaev Zel'dovich (SZ), sendo este último um mecanismo produtor de anisotropias secundárias de temperatura (lineares e não-lineares).

O efeito SZ pode ser térmico ou cinemático (SUNYAEV; ZEL'DOVICH, 1980). O primeiro é o espalhamento dos fótons da RCFM por elétrons do meio intraglomerado cuja temperatura é maior que a da RCFM (efeito Compton inverso), enquanto o cinemático, é devido ao efeito Doppler causado pela pelo movimento dos aglomerados em relação à linha de visada. O efeito SZ térmico é dominante em aglomerados de galáxias, seguido pelo efeito SZ cinemático. Sua detecção é feita em escalas menores que $\sim 5'$ ($l \gtrsim 2000$).

Análises de perturbações lineares mostraram que o efeito de segunda ordem chamado Ostriker-Vishniac (OV) é a contribuição linear dominante para flutuações da RCFM em escalas angulares menores que $\sim 1'$ (SCANNAPIECO, 2000). Este efeito é causado pelo espalhamento dos fótons da RCFM por elétrons livres (regiões ionizadas) após a reionização do Universo. Ele é similar ao efeito SZ cinemático, mas relacionado aos primeiros elétrons livres após a reionização em altos redshifts, em que a temperatura do meio ionizado é tão baixa ($10^4 K$) que o efeito OV térmico é desconsiderado (DIEGO; HERRANZ, 2008). Por tais motivos este efeito pode providenciar informações a respeito da história da reionização do Universo, bem como da história térmica.

Já as anisotropias secundárias não-lineares são diversas, dentre elas podemos citar o efeito Rees-Sciama (PEEBLES, 1993), que é um sinal associado à fusão de aglomerados de galáxias. Este efeito é produzido devido à evolução do potencial gravitacional ao longo da linha de visada, o que causa um *blueshift* nos fótons. Isto ocorre porque no regime não linear da formação de estruturas em grande escala o potencial gravitacional varia com o tempo.

Com base em estudos realizados a partir de dados obtidos com o experimento WMAP (*Wilkinson Microwave Anisotropy Probe*) pode-se dizer que o efeito SZ, devido ao gás difuso no Universo local, é extremamente difícil de ser detectado nos dados atuais da RCFM (HANSEN et al., 2005), obtidos com experimentos de satélite. Esta dificuldade ocorre porque, sendo o efeito SZ uma anisotropia secundária e detectada em escalas muito pequenas, seu sinal acaba sendo diluído. No entanto alguns experimentos em solo, como o *South Pole Telescope* (SPT) e o *Atacama Cosmology Telescope* (ACT), possuem resolução angular alta o suficiente não apenas para medir o efeito SZ como também para obter informações a respeito do perfil SZ de cada aglomerado, o que permite mapear as estruturas destes objetos individualmente. O satélite Planck, lançado em maio de 2009, apresenta alta sensibilidade, elevada resolução angular e realiza medidas da RCFM (inclusive do efeito SZ) no intervalo de frequências entre 30 e 853 GHz. O Planck está produzindo o primeiro catálogo de aglomerados SZ do céu inteiro e seus resultados (Planck Collaboration et al., 2011a; Planck Collaboration et al., 2011b; Planck Collaboration et al., 2011d; Planck Collaboration et al., 2011e; Planck Collaboration et al., 2011f) já vem sendo usados para estudar a contaminação da RCFM em escalas angulares menores que alguns minutos de arco ($\ell > 2000$), em que o efeito SZ é a anisotropia predominante.

A origem dos aglomerados de galáxias no cenário cósmico é relativamente recente, apresentando um pico no processo de formação em $z \sim 0,2 - 0,3$ para o MCP. Eles ocupam um lugar especial na hierarquia das estruturas cósmicas, sendo os maiores objetos colapsados pela influência de sua própria gravidade. Medições atuais da distribuição de massa do universo indicam que para um objeto entrar em equilíbrio do virial tem-se $\delta M/M \approx 1$ dentro de uma esfera de raio $8h^{-1} Mpc$, sendo a quantidade adimensional $h = H_0/(100 km s^{-1} Mpc^{Mpc})$, ou seja, a variância do número de galáxias é da ordem da unidade nesta escala de tamanho. Esta característica do universo permite expressar a normalização do espectro de potência em termos da quantidade σ_8 , sendo, $\sigma_8 \equiv \langle |\delta M/M| \rangle_{R=8h^{-1}}$ (VOIT, 2005).

Duas características em especial fazem dos aglomerados importantes traçadores da evolução cósmica (VOIT, 2005). A primeira é que estes são os maiores objetos virializados cujas massas podem ser medidas com segurança. Conseqüentemente, tais medições para aglomerados próximos podem ser utilizadas na determinação da quantidade de estruturas com escalas de $10^{14} - 10^{15}$ massas solares no Universo, além de permitir a comparação entre a distribuição de massa nos dias atuais e a existente no passado, o que possibilita estimar a taxa de formação de estruturas impondo importantes restrições a modelos cosmológicos. A segunda característica é o fato dos aglomerados reterem toda sua matéria gasosa, devido a seu elevado potencial gravitacional, mesmo com a grande quantidade de energia associada com supernovas e núcleo ativo de galáxias. Por este motivo, toda a matéria bariônica presente nos aglomerados fornece diversas informações a respeito dos processos de formação de galáxias.

O presente trabalho possui o intuito principal de desenvolver um método eficiente na identificação de aglomerados de galáxias em mapas de RCFM utilizando o efeito SZ.

No Capítulo 2 são descritas as características de alguns *foregrounds* que tanto contaminam o sinal da RCFM quanto prejudicam o estudo e identificação de aglomerados que apresentam o efeito SZ. A descrição deste efeito, bem como a motivação para o desenvolvimento deste trabalho são discutidos no Capítulo 3. Os dados sobre os quais o trabalho foi desenvolvido foram simulados de acordo com as características dos instrumentos do satélite Planck. Os detalhes destas simulações são apresentados no Capítulo 4. O método utilizado na identificação dos aglomerados é o JADE (*Joint Approximate Diagonalization of Eigenmatrices*), que executa a separação das fontes (RCFM, efeito SZ, ...) que compõem os mapas. No Capítulo 5 está a descrição deste algoritmo bem como toda a metodologia utilizada no processo de identificação dos aglomerados de galáxias. Por fim, no Capítulo 6 são apresentados todos os resultados obtidos. As conclusões do trabalho desenvolvido, assim como as perspectivas para novos trabalhos são descritas no Capítulo 7.

2 O PROBLEMA DOS *FOREGROUNDS*

Como mencionado anteriormente, o fator que mais contribui para a aceitação do MCP é provavelmente a existência da RCFM. No entanto, a análise dos dados colhidos por experimentos que visam estudar a RCFM é prejudicada por vários fatores. Um dos principais problemas nesta análise é a existência de fontes provenientes do espaço que contaminam o sinal impossibilitando sua medição em determinados comprimentos de onda. Para o estudo desta radiação a contribuição dessas fontes de contaminação, chamadas *foregrounds*, deve ser subtraída dos dados encontrados, mas para tal é necessário conhecê-las bem, identificando quais são elas e como se comportam nas frequências de operação dos instrumentos utilizados. Dentre os *foregrounds* que contribuem para a contaminação do sinal da RCFM estão aqueles provenientes da Galáxia (SMOOT, 1999) como radiação síncrotron, emissão livre-livre e emissão térmica de poeira, e as extragalácticas, como as fontes discretas em radio e aglomerados de galáxias quentes que apresentam efeito Sunyaev-Zeldovich. Dentre estes o efeito SZ não é apenas um contaminante que deve ser subtraído dos mapas de RCFM, ele fornece importantes informações cosmológicas. Este efeito é o foco deste trabalho e será discutido em detalhes no Capítulo 3.

Os *foregrounds* contaminantes do sinal da RCFM são dominantes em determinadas regiões do espectro. A Figura 2.1 compara a RCFM e as emissões *foregrounds* mostrando que esta se sobressai a esses contaminantes no intervalo de aproximadamente 30 GHz a 150 GHz. Em baixas frequências se intensificam as emissões das radiações síncrotron e *bremstrahlung*, enquanto que em altas frequências se sobressai a emissão por poeira.

Certamente novos aspectos das emissões foreground serão descobertos com os novos experimentos, em particular pelo satélite Planck, e o que se espera é que a partir destas últimas observações o conhecimento adquirido a respeito destes contaminantes seja suficiente a construção de um modelo plausível do céu em microondas, de forma a permitir uma distinção eficiente entre os foregrounds e as anisotropias da RCFM.

Nas seções seguintes os principais foregrounds são resumidamente descritos.

2.1 Emissão Síncrotron Galáctica

A emissão síncrotron é produzida por elétrons de alta energia que são acelerados em campos magnéticos, portanto depende do espectro de energia dos elétrons e da

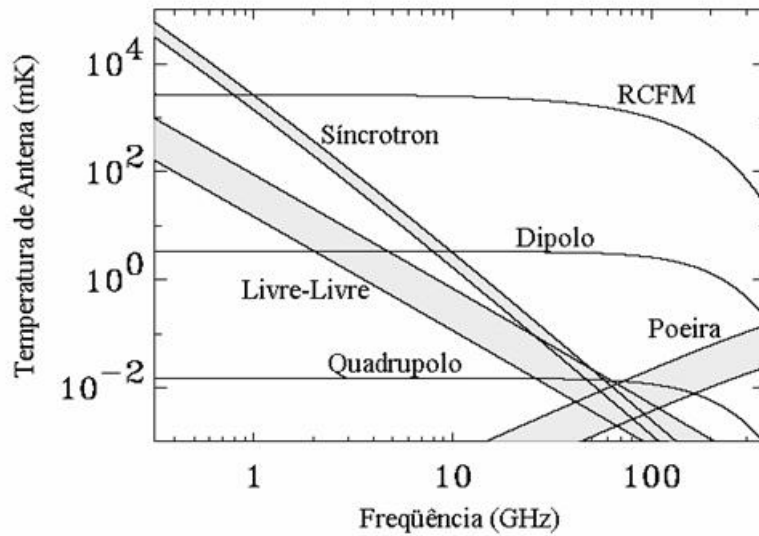


Figura 2.1 - A RCFM comparada às emissões *foregrounds*. A RCFM só pode ser observada no intervalo $\approx 30-150$ GHz. Em baixas frequências se sobressaem as emissões síncrotron e *bremsstrahlung*, ao passo que em altas frequências a emissão por poeira aquecida é mais intensa.

Fonte: Adaptada de (SMOOT, 1999)

intensidade do campo. Este mecanismo é o principal responsável pela emissão em rádio da Galáxia (LONGAIR, 1994).

Em baixas latitudes Galácticas as emissões síncrotron, bem como a emissão livre-livre que será descrita na seção seguinte, é produzida por radio fontes individuais associadas a regiões de formação estelar recentes (SMOOT, 1999). A emissão térmica é originária de regiões HII, nas proximidades de estrelas quentes, enquanto que a emissão síncrotron não térmica vêm de remanescentes de supernovas. Pesquisas em rádio na região do plano da Galáxia mostram um aumento da emissão ainda desconhecida neste plano, sendo a emissão não térmica mais intensa que a emissão térmica. Desta maneira, em baixas frequências, a emissão síncrotron é mais intensa que a livre-livre na região do disco da Galáxia (SMOOT, 1999). Em geral, regiões com características síncrotron se estendem por uma região mais afastada do plano da Galáxia. A mais proeminente destas são os *loops* descrevendo pequenos arcos com diâmetro de 60° a 120° no céu (SMOOT, 1999).

A emissão síncrotron apresenta um espectro decrescente com a frequência, que pode

ser aproximada por uma lei de potência da forma

$$I(\nu) \propto \nu^\beta, \quad (2.1)$$

sendo esta a contaminação predominante em baixas frequências ($\lesssim 10 \text{ GHz}$) (BARREIRO, 1999). Por outro lado, sabe-se que a RCFM segue a curva de corpo negro de Planck (Equação 1.2). Desta forma a razão entre as intensidades destes dois processos de emissão em função da frequência ν é dada por (READHEAD; LAWRENCE, 1992)

$$\frac{I_{\text{sync}}(\nu)}{I_{\text{RCFM}}(\nu)} \propto \nu^{\alpha-3} (e^{h\nu/k_B T_{\text{RCFM}}} - 1) \quad (2.2)$$

sendo I_{sync} e I_{RCFM} as intensidades síncrotron e da RCFM, respectivamente, e T_{RCFM} a temperatura da RCFM.

A forte queda na intensidade da emissão síncrotron com o aumento da frequência torna mais difícil sua medição nesta região do espectro ($> 70 \text{ GHz}$), dificuldade esta que aumenta em regiões distantes do plano Galáctico, o que torna ainda mais difícil separar este contaminante dos mapas de RCFM. Por esta razão, são necessárias medidas mais precisas da radiação síncrotron, de forma a mapear as pequenas variações de intensidade em função da posição (l, b) no plano Galáctico, permitindo uma efetiva determinação de $\beta(l, b)$.

No entanto, esta forte dependência da emissão síncrotron com a frequência em comparação àquela obedecida pela da RCFM, como dado pela Equação 2.2, significa que observações em multi-frequências podem, em princípio, ser usadas para subtrair os efeitos deste contaminante.

2.2 Emissão Livre-livre ou *Bremsstrahlung* Galáctica

A emissão livre-livre, dominante em uma pequena faixa de frequências ($\nu \sim 25 - 75 \text{ GHz}$), é o *bremsstrahlung* térmico de elétrons quentes ($T \gtrsim 10^4 \text{ K}$) produzidos no gás interestelar pelo campo de radiação ultravioleta Galáctico (SMOOT, 1999). Quando um elétron é desacelerado pela interação com o núcleo pesado do alvo, a energia que ele perde aparece na forma de radiação como um fóton de raio X, ou seja, o elétron interage com o núcleo carregado através do campo coulombiano, e a desaceleração resultante causa a emissão do fóton.

Os elétrons no feixe incidente podem perder diferentes quantidades de energia nessas

colisões, e em geral um elétron chegará ao repouso depois de várias colisões. Os raios X produzidos desta forma constituem um espectro contínuo, sendo que cada comprimento de onda corresponde a diferentes perdas em cada colisão.

A emissão $H\alpha$ (regiões HII) é um bom traçador da emissão livre-livre, já que esta provem de um gás ionizado onde elétrons livres são constantemente capturados por núcleos de hidrogênio, resultando na emissão de fótons. Este processo, assim como a radiação síncrotron, apresenta um espectro decrescente com a frequência (Figura 2.1), que pode ser aproximado por uma lei de potência. Assim a intensidade livre-livre também segue a relação dada pela Equação 2.1, em que o índice espectral β varia em função da frequência de observação e da temperatura dos elétrons (BENNETT et al., 2003). Portanto, a razão entre a intensidade específica da emissão livre-livre (I_{ff}) e da RCFM é dada por (READHEAD; LAWRENCE, 1992)

$$\frac{I_{ff}(\nu)}{I_{RCFM}(\nu)} \propto \nu^{-3.1} (e^{h\nu/k_B T_{RCFM}} - 1) \quad (2.3)$$

Em regiões distantes do plano da Galáxia a emissão livre-livre é menos conhecida que a síncrotron. Além disso, em baixas frequências a emissão síncrotron se sobressai à livre-livre, devido a seu índice espectral maior. Estas características, em adição ao fato da emissões livre-livre possui uma intensidade que decai com a frequência, torna esta contaminante ainda mais difícil de ser medida e removida dos mapas de RCFM. No entanto, assim como no caso da emissão síncrotron, a emissão foreground livre-livre e a RCFM também podem ser separadas fazendo uso de observações em multi-frequências (Equação 2.3).

2.3 Emissão de Poeira Galáctica

A poeira Galáctica é constituída de partículas sólidas com tipicamente cerca de 0,0001 milímetro de raio. A princípio, os grãos de poeira se condensam a partir dos gases quentes que fluem das estrelas em evolução. A maior parte dos elementos pesados de uma nuvem interestelar típica se encontram sob a forma de grãos de poeira.

Presume-se que os grãos de poeira são formados de uma combinação de materiais refratários rochosos, inclusive minerais silicatados, como o quartzo. Os núcleos sólidos são circundados por uma camada volátil de gelo, tal como o gelo de água, ou, possivelmente, gelo de amônia ou de metano.

Essa poeira é aquecida pela radiação emitida por estrelas quentes e jovens, absorvendo a luz destas estrelas, e volta a emitir esta radiação em comprimentos de onda mais longos, tais como o infravermelho médio e longo (SMOOT, 1999). Na região do infravermelho médio, a emissão dominante é originária da emissão de poeira morna (tipicamente 300 K) localizada nas camadas intermediárias do casulo de gás e poeira em que a estrela está se formando. Este *foreground* domina a emissão Galáctica em frequências $\gtrsim 90$ GHz, isto porque, ao contrário das emissões síncrotron e livre-livre, a emissão de poeira apresenta um espectro crescente com a frequência. Seu espectro pode ser aproximado por uma lei de potência para frequências de até 300 GHz, enquanto que na faixa do infravermelho corresponde, em boa aproximação, ao de um corpo negro. Em grande parte do intervalo de frequência que a emissão de poeira é dominante sua intensidade é aproximadamente (READHEAD; LAWRENCE, 1992)

$$I_{poeira}(\nu) \propto \nu^p B_\nu(T_{poeira}) \quad (2.4)$$

sendo B_ν a função de Planck correspondente à temperatura T_{poeira} da poeira. O índice espectral desta lei de potência p depende da emissividade da poeira.

A razão entre as intensidades específicas correspondente à emissão de poeira ($I_{poeira}(\nu)$) e RCFM em função da frequência é dada pela expressão (READHEAD; LAWRENCE, 1992)

$$\frac{I_{poeira}(\nu)}{I_{RCFM}(\nu)} \propto \nu^p \left(\frac{e^{h\nu/k_B T_{RCFM}} - 1}{e^{h\nu/k_B T_{poeira}} - 1} \right). \quad (2.5)$$

Portanto, como no caso das emissões síncrotron e livre-livre, a dependência da emissão de poeira com a frequência é bastante diferente da obedecida pela RCFM, o que faz com que a observação em multi-frequências também possam ser utilizadas na subtração deste foreground.

2.4 Fontes de Radio Discretas Extragalácticas

O principal mecanismo de emissão em praticamente todas as fontes de radio é a emissão síncrotron de elétrons relativísticos espiralando em torno de campos magnéticos na fonte. Este espectro síncrotron é dado por uma lei de potência da forma $S \propto \nu^\alpha$ com $\alpha = (1-p)/2$. Para grande parte das fontes de radio este parâmetro tem valores $-1, 0 \leq \alpha \leq -0,5$. Já as fontes com $\alpha > -0,5$ são ditas fontes de "espectro plano", enquanto que as poucas fontes com $\alpha > 0$ são chamadas fontes de "espectro invertido" (TAUBER et al., 2005).

O efeito causado por fontes de radio nas observações da RCFM é muito relevante em pequenas escalas angulares e baixas frequências, mas deve também ser levado em conta em escalas acima de 5° e frequências superiores a $\sim 30GHz$ (READHEAD; LAWRENCE, 1992). No entanto, com a alta resolução dos mapas de observações torna possível a identificação dos objetos mais brilhantes.

Apesar da contaminação devido às fontes discretas serem um problema de difícil solução, há a possibilidade de monitorar as densidades de fluxo das fontes discretas (frequentemente variáveis) utilizando um instrumento com resolução suficientemente mais alta que a utilizada nas observações da RCFM. Desta forma é possível aplicar as correções necessárias a estas observações (READHEAD; LAWRENCE, 1992).

3 O EFEITO SUNYAEV ZEL'DOVICH

Na passagem da RCFM por aglomerados de galáxias, cerca de 1% dos fótons são espalhados por elétrons energéticos do meio, isto é, acabam sofrendo espalhamento Compton inverso. Este processo causa distorções no seu espectro, primeiramente descritas por [SUNYAEV e ZELDOVICH \(1969\)](#).

Este capítulo é destinado a descrever o processo de espalhamento Compton inverso da RCFM, o chamado Efeito Sunyaev-Zel'dóvich (SZ), caracterizando a diferença entre os efeitos SZ térmico e cinemático, bem como dos aglomerados de galáxias responsáveis por tal efeito. Por fim é ressaltada a importância em se estudar o efeito SZ, apresentando, para isso, diversas maneiras nas quais o efeito SZ é utilizado como ferramenta para o estudo da Cosmologia.

3.1 O Espalhamento Compton Inverso

O espalhamento Compton é, resumidamente, o processo de colisão entre fótons de alta energia e elétrons estacionários, os quais acabam por receber energia e momento destes fótons. Devido ao fato de energia e momento serem proporcionais à frequência da radiação, a perda de energia resulta em uma diminuição do seu comprimento de onda. Por outro lado, estando o elétron em movimento e apresentando uma elevada energia cinética comparado ao fóton, esta energia pode ser transferida do elétron para o fóton. Este processo é conhecido como espalhamento *Compton inverso*.

No caso em que os elétrons são não relativísticos, e considerando um ângulo de espalhamento de cerca de $\pi/2$, as razões entre a energia do fóton antes do espalhamento, no referencial de repouso do elétron e após serem espalhados são de aproximadamente $1 : \gamma : \gamma^2$, sendo $\gamma = (1 - v^2/c^2)^{-1/2}$ e v a velocidade dos elétrons. Portanto, este processo faz com que fótons de baixa energia tenham esta elevada por um fator γ^2 , que pode alcançar valores acima de 100 keV ($\gamma \times 100\text{keV}$) e ainda estar no limite de Thomson, em que $\gamma\varepsilon \ll mc^2$, sendo ε e mc^2 as energias do fóton e do elétron, respectivamente. Uma discussão detalhada deste processo pode ser encontrada em [Ribick e Lightman \(1979\)](#).

Considerando um meio finito, é possível definir um parâmetro de comptonização, y , que determina se a variação da energia do fóton ao atravessar o meio é significativa. No caso em que a energia e o espectro do fóton são consideravelmente alterados ocorre que $y \geq 1$, e quando não há esta alteração, $y \ll 1$. O parâmetro de comp-

tonização y para distribuições térmicas de elétrons relativísticos e não relativísticos é respectivamente (RIBICK; LIGHTMAN, 1979)

$$y_{NR} = \frac{4k_B T_e}{m_e c^2} \max(\tau_{es}, \tau_{es}^2) \quad (3.1)$$

$$y_R = 16 \left(\frac{k_B T_e}{m_e c^2} \right)^2 \max(\tau_{es}, \tau_{es}^2) \quad (3.2)$$

sendo T_e a temperatura dos elétrons, k_B a constante de Boltzman e τ_{es} o caminho óptico para o espalhamento Compton.

A evolução de fótons no espaço de fase pode ser descrita pela equação de Kompaneets:

$$\frac{\partial n}{\partial y} = \frac{1}{x^2} \frac{\partial}{\partial x} \left[x^4 \left(n + n^2 + \frac{\partial n}{\partial x} \right) \right]. \quad (3.3)$$

Aqui, $n(\nu)$ é o número de ocupação, definido como sendo o número de partículas ou fótons por estado, e $x = h\nu/kT_e$, com h e ν sendo a constante de Planck e a frequência do fóton, respectivamente, e o parâmetro de comptonização y que pode ser escrito em uma forma mais geral como

$$y = \int \left(\frac{4k_B T_e}{m_e c^2} \right) \sigma_T n_e dl \quad (3.4)$$

sendo σ_T a seção de choque de Thomson, n_e a densidade eletrônica e dl o elemento de linha ao longo da linha de visada. A dedução da equação de Kompaneets pode ser encontrada em Ribick e Lightman (1979) e Danese e Zotti (1977).

Uma importante aplicação da equação de Kompaneets é na descrição das distorções do espectro da RCFM devido ao espalhamento de seus fótons por elétrons quentes. Quando a RCFM se propaga através de regiões de gás ionizado e temperatura elevada, seus fótons acabam sofrendo espalhamento Compton inverso, dando origem ao efeito Sunyaev Zel'dovich. Este efeito é uma importante ferramenta no estudo da Cosmologia, e por este motivo diversos levantamentos vêm sendo conduzidos (*South Pole Telescope* - SPT, Planck, entre outros) com resolução suficiente para medir este efeito. Seu estudo permite medir as propriedades do gás em aglomerados de galáxias, bem como medir seu movimento, o que vem sendo discutido, de forma a estudar a evolução de estruturas no Universo. Além disso, o efeito SZ quando combinado com medidas de raio X permite estimar a distância a estes aglomerados.

3.2 Os Efeitos SZ Térmico e Cinemático

Como dito anteriormente, o efeito SZ é uma pequena distorção no espectro da RCFM devido à passagem dos fótons desta por uma distribuição de elétrons de alta energia presentes no meio intraglomerado. A distorção total no sinal da RCFM, ou seja, a variação ΔT_{SZ} de sua temperatura, é dada pela seguinte expressão (CARLSTROM et al., 2002)

$$\frac{\Delta T_{SZ}}{T_{RCFM}} = f(x)y - \tau_e \left(\frac{v_{pec}}{c} \right). \quad (3.5)$$

O primeiro termo desta equação corresponde à distorção causada pela distribuição térmica dos elétrons situados no meio intraglomerado, pelos quais a RCFM é espalhada, sendo y o parâmetro de comptonização dado pela Equação (3.4), e $f(x)$ a dependência com a frequência, escrita como

$$f(x) = \left(x \frac{e^x + 1}{e^x - 1} - 4 \right) (1 + \delta_{SZ}(x, T_e)) \quad (3.6)$$

sendo $\delta_{SZ}(x, T_e)$ a correção relativística e $x = h\nu/k_B T_{RCFM}$. Vale notar que no limite não relativístico e de Rayleigh-Jeans, ou seja, $\nu \rightarrow 0$, temos $f(x) \rightarrow -2$. É importante perceber também que este tipo de efeito é independente do *redshift* (z), como pode ser visto das Equações 3.4 e 3.6, o que faz do efeito SZ uma poderosa ferramenta para o estudo das propriedades do Universo em diferentes *redshifts*. O efeito SZ térmico, que será abordado neste trabalho, causa, portanto, distorções espectrais dadas por

$$\frac{\Delta T_{SZ}}{T_{RCFM}} = f(x) \int \left(\frac{4k_B T_e}{m_e c^2} \right) \sigma_T n_e dl \quad (3.7)$$

Já o segundo termo de 3.5 é referente à distorção espectral causada pelo movimento do aglomerado em relação à RCFM devido ao efeito *Doppler* da velocidade do aglomerado nos fótons espalhados. Por isso este é chamado efeito SZ cinemático. O referido termo é escrito no limite não relativístico e a assinatura espectral corresponde à distorção puramente térmica, sendo τ_e a profundidade óptica, v_{pec} a velocidade do aglomerado na direção da linha de visada e c a velocidade da luz.

As interações dos fótons da RCFM com os elétrons do meio intraglomerado ocorrem com uma probabilidade de cerca de 1%. O efeito causado pelo espalhamento Compton inverso dos fótons da RCFM é uma variação de cerca de $k_B T_e / m_e c^2$ na energia destes, o que causa uma distorção $\lesssim 1mK$ no espectro (CARLSTROM et al., 2002).

As distorções causadas no espectro da RCFM aparecem como sendo um decremento em sua intensidade para frequências abaixo de 218 GHz e um incremento para frequências acima desta. Tal efeito pode ser observado na Figura 3.1.

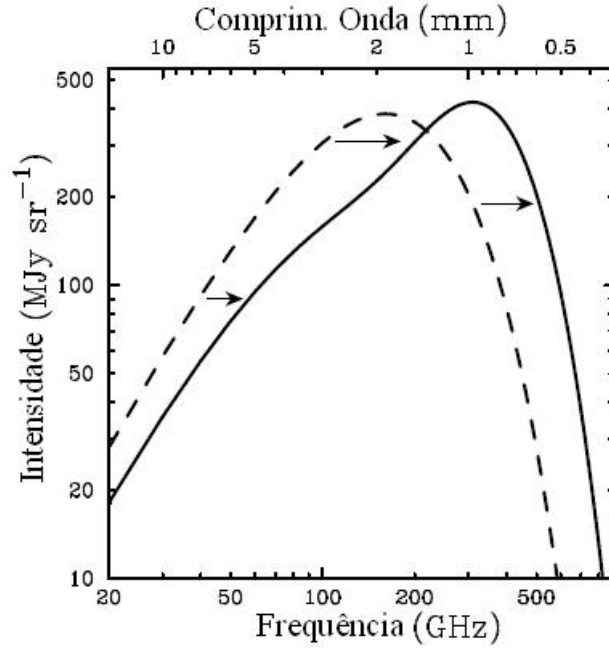


Figura 3.1 - Espectro da RCFM real (linha pontilhada) e distorcido pelo efeito SZ (linha cheia), mostrando o decremento e incremento de intensidade abaixo e acima de $\sim 218\text{GHz}$, respectivamente.

Fonte: Adaptada de [Carlstrom et al. \(2002\)](#).

Já a Figura 3.2 mostra a distorção espectral da RCFM devida ao efeito SZ térmico (linha cheia) e cinemático (linha tracejada). Na parte esquerda da figura é mostrado ainda, para comparação, o espectro de corpo negro da RCFM na escala de $0,0005B_\nu$. É possível perceber desta figura que a distorção espectral devido ao efeito SZ térmico é bastante distinta das flutuações de temperatura da radiação de fundo, enquanto que a distorção correspondente ao efeito SZ cinemático é pequena. No regime não relativístico, esta distorção é indistinguível das flutuações de temperatura da RCFM. O presente trabalho vai considerar apenas o efeito SZ térmico.

A Figura 3.3 é exibida com o intuito de mostrar a forma como o efeito SZ se mostra em meio as flutuações da RCFM em um mapa. À esquerda da figura está representado o efeito SZ, ao centro apenas as flutuações da RCFM e à direita a contaminação

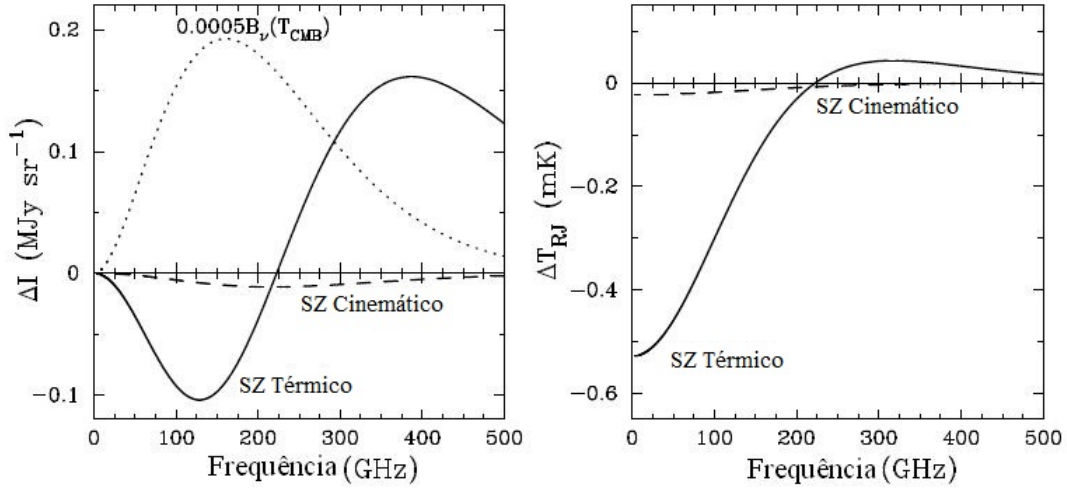


Figura 3.2 - Distorção espectral da RCFM devido ao efeito SZ t ermico e cinem atico. A parte   esquerda está em unidades de intensidade e   direita em unidades de temperatura de brilho de Rayleigh-Jeans. Como referência, na parte da esquerda foi mostrado (linha pontilhada) o espectro t ermico de 2,7K para a RCFM na escala de 0,0005. As propriedades do aglomerado utilizado no cáculo deste espectro são: temperatura eletrônica de 10keV, parâmetro de comptoniza o y de 10^{-4} , e uma velocidade peculiar de 500kms^{-1} .
Fonte: Adaptada de Carlstrom et al. (2002).

sofrida pela RCFM devido ao efeito SZ. Como pode ser percebido da figura, a escala angular referente às anisotropias secundárias, devido ao efeito SZ,   menor que as anisotropias primárias.

3.3 Propriedades dos Aglomerados

Os aglomerados de galáxias normalmente excedem uma massa de cerca de $3 \times 10^{14} M_{sol}$ e um raio gravitacional efetivo da ordem de 1 Mpc. Cerca de um quarto da massa desses aglomerados encontram-se sob a forma de gás distribuido. Este gás deve apresentar uma temperatura eletrônica T_e dada por (BIRKINSHAW, 1998)

$$k_B T_e \approx \frac{GMm_p}{2R_{eff}} \approx 7 \left(\frac{M}{3 \times 10^{14} M_{sol}} \right) \left(\frac{R_{eff}}{Mpc} \right) keV \quad (3.8)$$

A emissão a esta temperatura ocorre na faixa de raio X do espectro, principalmente via emissão *bremsstrahlung*. A densidade deste gás   suficientemente alta para que estes aglomerados de galáxias sejam fontes de raio X luminosas. O efeito SZ   justamente o espalhamento dos fótons da RCFM pelos elétrons presentes neste gás

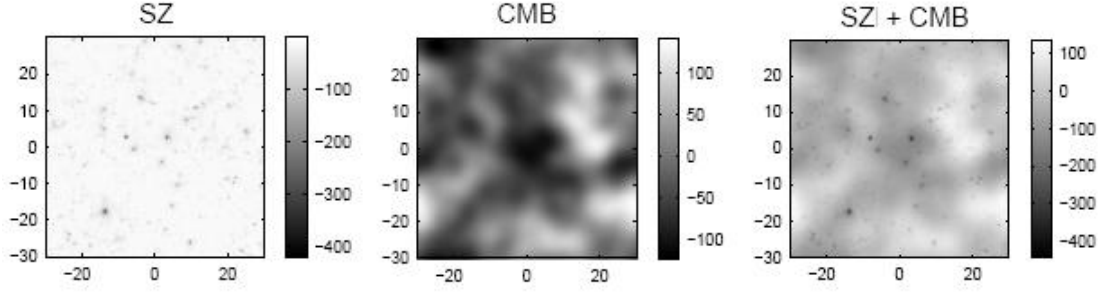


Figura 3.3 - Ilustração da escala angular do efeito SZ e das anisotropias primárias da RCFM. A imagem cobre um grau quadrado e a escala de cinza está em μK . À esquerda é mostrado apenas o efeito SZ na frequência de 150 GHz, no centro apenas as anisotropias da RCFM para uma cosmologia ΛCDM e à direita a combinação de ambos.

Fonte: Adaptada de Carlstrom et al. (2002).

intraglomerado.

Distante dos objetos locais (estrelas, galáxias próximas) existem diversas estruturas no Universo que podem afetar a propagação da radiação. Um exemplo são as lentes gravitacionais que redistribuem a radiação da época da recombinação, o que deve afetar os padrões de anisotropias impostos nesta época na RCFM. A maior fonte das perturbações das anisotropias primárias da RCFM são os aglomerados de galáxias, as estruturas mais massivas e diferenciadas do Universo. No entanto, este tipo de perturbação, associada a aglomerados de galáxias, é muito difícil de ser percebida, sendo desprezível frente aos efeitos provocados pelo efeito SZ, que apresenta uma intensidade muito mais elevada.

O estudo do efeito SZ nestes aglomerados de galáxias será realizado considerando um modelo β -isotérmico (CAVALIERE; FUSCO-FEMIANO, 1976; CAVALIERE; FUSCO-FEMIANO, 1978), que é comumente utilizado no ajuste do perfil de aglomerados. Este modelo considera que a temperatura do gás é constante e que a densidade numérica de elétron $n_e(r)$ segue uma distribuição esférica dada por (PLAGGE et al., 2009; BIRKINSHAW, 1998)

$$n_e(r) = n_0 \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta/2}, \quad (3.9)$$

em que n_0 é a densidade eletrônica central, r_c o raio do caroço, e o parâmetro β é a

razão entre as energias específicas nas galáxias e no gás quente (MULCHAEY, 2000):

$$\beta \equiv \frac{\mu m_p \sigma^2}{k_b T_e}, \quad (3.10)$$

sendo μ o peso molecular médio, m_p a massa do próton, σ a velocidade de dispersão das galáxias paralelo à linha de visada e T_e a temperatura do gás intraglomerado (quantidades relativas ao centro do aglomerado). Para um aglomerado isotérmico com temperatura T_e , o perfil SZ resultante, em termos da distância angular θ ao centro, é

$$\Delta T_{SZ}(\theta) = \Delta T_{SZ}(0) \left[1 + \left(\frac{\theta}{\theta_c} \right)^2 \right]^{-3\beta/2+1/2}, \quad (3.11)$$

sendo $\theta_c \equiv r_c/D_A$ o raio angular do caroço e D_A a distância de diâmetro angular do aglomerado. $\Delta T_{SZ}(0)$ é o decremento SZ central, e é dado por (REFREGIER et al., 2000)

$$\Delta T_{SZ}(0) \simeq -38.8 \mu K \left(\frac{n_0}{10^{-3} \text{cm}^{-3}} \right) \left(\frac{kT_e}{1 \text{keV}} \right) \times \left(\frac{r_c}{1 \text{Mpc}} \right) \left[\frac{f(x)}{-2} \right] \frac{\Gamma(3\beta/2 - 1/2)}{\Gamma(3\beta/2)} \quad (3.12)$$

em que $f(x)$ é a função espectral definida na Equação 3.6, e Γ é a função gama.

3.4 Efeito SZ como Ferramenta para Cosmologia

A partir dos recentes desenvolvimentos de grandes *surveys* para o estudo do efeito SZ espera-se poder realizar imagens de grandes áreas no céu e com alta sensibilidade, com a motivação principal de procurar por aglomerados, de forma a obter um catálogo de aglomerados. A quantidade esperada de aglomerados detectados via SZ depende da cosmologia escolhida e estratégia de detecção.

O desenvolvimento de catálogos de aglomerados pode oferecer informações a respeito da formação de estruturas, bem como possibilitar o estudo da física dos próprios aglomerados. Os novos surveys para o estudo do efeito SZ podem ser utilizados em aplicações tradicionais do efeito SZ mas com uma precisão muito maior. As medições do efeito SZ oferecem uma ferramenta única e poderosa para testar modelos e determinar valores de parâmetros cosmológicos que descrevem o Universo. Em adição ao efeito SZ, o gás quente intraglomerado também é caracterizado por sua forte emissão *bremsstrahlung* em comprimentos de onda de raio X. Juntos, estes efeitos podem providenciar estimativas de distância de aglomerados e da constante de Hubble. Além disso, o efeito SZ também pode ser usado para estimar a razão Ω_B/Ω_M

e a velocidade peculiar de aglomerados. A princípio, também há a possibilidade de, utilizando *surveys* suficientemente grandes do efeito SZ, colocar vínculos à equação de estado da energia escura. A seguir é apresentada uma breve discussão de algumas formas nas quais o efeito SZ pode ser utilizado para o estudo da Cosmologia. Uma revisão detalhada pode ser encontrada em [Carlstrom et al. \(2002\)](#).

Velocidade peculiar de aglomerados:

A velocidade peculiar de um aglomerado pode ser estimada com mais exatidão diferenciando o efeito SZ térmico do cinemático, que é uma ferramenta cosmológica importante e única no cálculo de campos de velocidade em altos *redshifts*. Da Figura 3.2 é visível que a intensidade do efeito SZ cinemático é maior, e melhor observada, em frequências em que o efeito SZ térmico tem sua intensidade aproximadamente nula, que ocorre em $\sim 218 \text{ GHz}$ ([CARLSTROM et al., 2002](#)).

A medição do efeito SZ cinemático, e a consequente estimativa da velocidade peculiar de aglomerados, é extremamente difícil devido à contaminação devido às flutuações de temperatura da RCFM. Isto porque sua intensidade é fraca e seu espectro acaba se confundindo com o das flutuações primárias da RCFM. No entanto, se for utilizado um grande número de aglomerados é possível determinar a velocidade peculiar média em escalas muito grandes, considerando para isso a média sobre estes aglomerados.

Fração gás-massa em aglomerados f_g e densidade de matéria Ω_M :

As medições do efeito SZ em um aglomerado fornecem medidas da massa do meio intraglomerado, que é diversas vezes maior que a massa visível das galáxias. Já a massa total do aglomerado pode ser estimada a partir de observações de lentes gravitacionais ou ainda através do teorema do virial, enquanto a temperatura é medida a partir de experimentos de raio X. Combinando a massa de gás com a massa total do aglomerado é possível determinar a fração gás-massa (f_g) do aglomerado. A fração f_g é uma estimativa razoável da fração de massa bariônica no aglomerado, e portanto uma boa aproximação da fração de massa bariônica universal, $f_B \equiv \Omega_B/\Omega_M$, sendo $\Omega = \rho/\rho_c$ ([CARLSTROM et al., 2002](#); [CARLSTROM et al., 1999](#); [WHITE et al., 1997](#)). Isto porque o meio intraglomerado contém a maior parte da massa bariônica, sendo muito maior que a observada nas galáxias.

A partir da análise das previsões da nucleossíntese primordial é possível estimar a densidade bariônica (Ω_B). Por fim, de posse deste valor e da medida de f_B ,

obtém-se diretamente uma estimativa de Ω_M .

Constante de Hubble H_0 :

A distância de diâmetro angular D_A de um aglomerado de galáxias pode ser estimada a partir da combinação de sua emissão em raio X com as flutuações da RCFM decorrentes do efeito SZ. O brilho superficial da emissão em raio X é dada por (BIRKINSHAW, 1998)

$$b_X(E) = \frac{1}{4\pi(1+z)^3} \int n_e(\mathbf{r})^2 \Lambda(E, T_e) dl \quad (3.13)$$

em que z é o redshift do aglomerado, Λ é a função de resfriamento do gás à temperatura T_e e energia E em raio X ou em uma banda centrada em E , e a integral feita ao longo da linha de visada. O fator 4π é devido a assumir que a emissão é isotrópica, e $(1+z)^3$ leva em conta transformações cosmológicas da energia e brilho superficial. A função Λ relaciona a quantidade total de energia emitida por unidade de volume para uma certa quantidade de plasma com uma dada temperatura e emissividade, sendo também dependente do elemento químico (Z_i). Seu calculo é feito utilizando (PETERSON; FABIAN, 2006)

$$\Lambda(E, T, Z_i) = \int_0^\infty dE E \frac{d\alpha}{dE}(E, T, Z_i) \quad (3.14)$$

sendo $\frac{d\alpha}{dE}$ a taxa de emissão em função da energia dos fótons.

A emissão em raio X e o efeito SZ observados dependem da densidade eletrônica n_e da forma $b_X \propto \int n_e^2 \Lambda(E, T_e) dl$ (Equação 3.13) e $\frac{\Delta T_{SZ}}{T_{RCFM}} \propto \int n_e T_e dl$ (Equação 3.7), respectivamente. Sendo a dependência com a distância dada por $dl = D_A d\zeta$, as expressões para as densidades numéricas centrais n_{e0}^{SZ} e n_{e0}^X encontradas a partir das Equações 3.7 e 3.13 são:

$$n_{e0}^{SZ} \propto \frac{\Delta T_{SZ}}{T_{RCFM} D_A} \quad (3.15)$$

$$n_{e0}^X \propto \sqrt{\frac{b_X}{D_A}} \quad (3.16)$$

Eliminando n_{e0} nestas equações obtemos a expressão para a distância de diâmetro

angular (SERENO, 2003)

$$D_A \propto \frac{\Delta T_{SZ}^2}{b_X} \quad (3.17)$$

Das Equações 3.7, 3.13 e 3.17 infere-se que $D_A \propto (1+z)^{-3}$. Portanto, utilizando a dependência de D_A com o redshift das galáxias dado pela Equação 3.18 (BIRKINSHAW, 1998), é possível, fixando Ω_R , Ω_M e Ω_Λ do parâmetro de desaceleração q_0 (RYDEN, 2006), estimar a constante de Hubble H_0 . Esta técnica é independente de outras e pode ser utilizada para estimar distâncias a altos redshifts.

$$D_A = \frac{c}{H_0 q_0^2} \frac{q_0 z + (q_0 - 1)(\sqrt{1 + 2q_0 z} - 1)}{(1+z)^2}, \quad \text{com } q_0 = \Omega_R + \frac{1}{2}\Omega_M - \Omega_\Lambda \quad (3.18)$$

Estudo do Universo em alto redshift:

Pesquisar o Universo em alto *redshift* talvez seja a mais poderosa utilidade do efeito SZ para a Cosmologia. Os levantamentos da densidade numérica de aglomerados, particularmente os massivos, como função de z , a partir de *surveys* de raio X, tem sido utilizados para estimar a densidade de matéria Ω_M . No entanto, em medidas realizadas em raio X a intensidade é inversamente proporcional a z (Equação 3.13) e o número de aglomerados observados diminui com a distância. Já o efeito SZ independe de z , o que possibilita observar aglomerados a altos *redshifts*, mas ainda possuindo uma sensibilidade em relação ao limite de massa que o aglomerado deve possuir para ser detectado. Os *surveys* do efeito SZ podem, portanto, ser utilizados para estimar Ω_M e, para uma quantidade suficientemente grande de aglomerados, a equação de estado da energia escura também pode ser estimada.

3.5 Resultados Recentes Obtidos com o Efeito SZ

A grande maioria dos aglomerados de galáxias conhecidos na atualidade foram identificados devido às suas propriedades ópticas e emissão em raio X. Nas últimas décadas, o efeito SZ tem sido observado em dezenas destes aglomerados. Apenas recentemente o primeiro aglomerado inicialmente desconhecido foi detectado através do efeito SZ (STANISZEWSKI et al., 2009). Isto é devido ao fato de este efeito causar uma flutuação bastante pequena, da ordem de centenas de μK , por isso a necessidade em se utilizar instrumentos com alta resolução e nível de sensibilidade na detecção deste efeito. Alguns instrumentos em operação têm obtido excelentes medidas do efeito SZ, com incertezas na determinação de ΔT_{SZ} de $\sim 20\%$ e $\sim 7\%$ em resultados do WMAP 7 anos (KOMATSU et al., 2010) e do *South Pole Telescope* -

SPT (PLAGGE et al., 2009), respectivamente.

Uma recente conclusão de estudos realizados com os dados do SPT de 2008 permitiu a identificação de diversos aglomerados de galáxias a partir da observação do efeito SZ correspondente (VANDERLINDE et al., 2010). Este conjunto consiste no primeiro catálogo de aglomerados, identificados via efeito SZ térmico, com significado cosmológico. As observações do SPT de 2008 permitiram a identificação de 22 candidatos a aglomerados, dos quais apenas um não foi opticamente confirmado, não sendo possível obter informações a respeito de seu *redshift*. Dentre os aglomerados confirmados, três foram previamente identificados como aglomerados de Abell e três já detectados pela recente análise dos dados do BCS (*Blanco Cosmology Survey*) (MENANTEAU et al., 2010).

Confirmando a importância do estudo do efeito SZ como ferramenta cosmológica, este catálogo de aglomerados obtido com o SPT foi utilizado para refinar estimativas de parâmetros cosmológicos como a equação de estado da energia escura w e a normalização do espectro de potência da matéria em pequenas escalas σ_8 . A partir da combinação de resultados obtidos da análise do SPT e do WMAP7 os valores estimados para estes parâmetros foram $w = -1,05 \pm 0,29$ e $\sigma_8 = 0,80 \pm 0,09$ (VANDERLINDE et al., 2010), com precisão maior que a obtida apenas com o WMAP7.

Como já se sabe, o efeito SZ possui uma assinatura espectral que permite sua separação tanto das anisotropias primárias da RCFM como dos *foregrounds*. Considerando este fato, Joudaki et al. (2010) utilizaram mapas dos cinco anos do WMAP para estimar as flutuações SZ em grande escala angular, $\sim 10^\circ$, correspondendo a multipólos no intervalo de 10 a 400. Com tal análise chegou-se à conclusão de que o excesso de sinal detectado em uma escala angular de 10° é de fato o efeito SZ, ficando claro que o sinal não era proveniente de aglomerados de galáxias a altos *redshifts*. Não foi possível explicar tal sinal como sendo um resíduo de *foregrounds* Galácticos, e a única explicação plausível encontrada foi a de que o sinal está associado ao halo Galáctico e ainda à região que se estende até o grupo local. A estimativa do parâmetro de comptonização relacionado a este sinal foi de $y = (1,6 \pm 0,4) \times 10^{-5}$ (JOUDAKI et al., 2010), que é consistente em 95% com o resultado obtido com o FIRAS a bordo do satélite COBE, $|y| \leq 2,5 \times 10^{-5}$.

O desenvolvimento de experimentos adequados à medição do efeito SZ tem tornado possível sua utilização em estudos cosmológicos. Os trabalhos citados acima são

apenas alguns exemplos de como isso pode ser feito. O efeito SZ térmico é um dos mais importantes efeitos físicos que contribuem para a contaminação do sinal medido pelo satélite Planck. Por isso um dos objetivos do satélite Planck é justamente produzir um "catálogo" de aglomerados que apresentam o efeito SZ, de forma a melhor explorar as informações que este efeito pode fornecer. A Figura 3.4 apresenta o espectro SZ correspondentes às frequências do Planck, escolhidos tendo em mente as características do efeito.

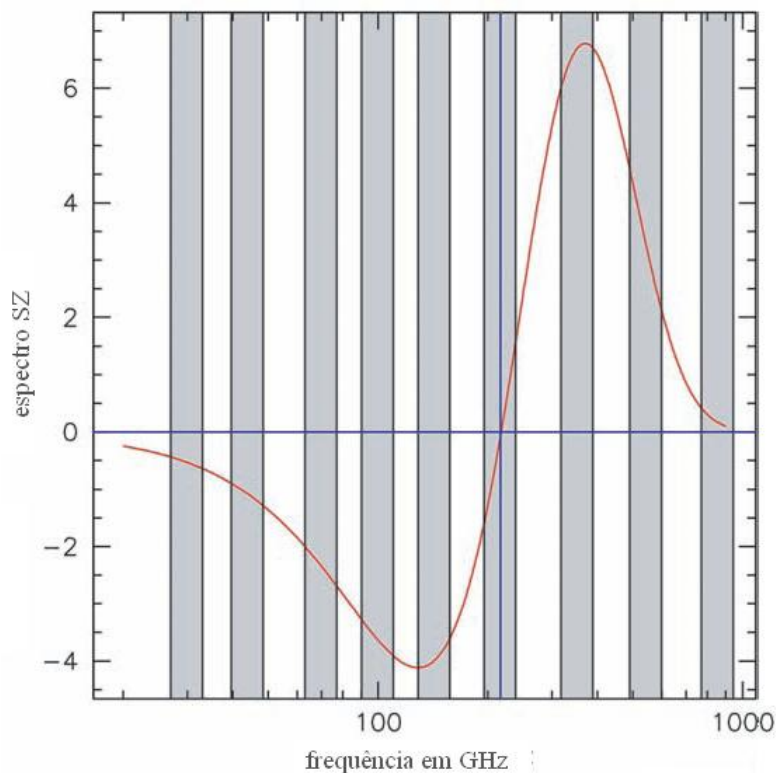


Figura 3.4 - Espectro do efeito SZ (linha vermelha) para os correspondentes canais de frequência do Planck (barras azuis).

Fonte: Adaptada de Tauber et al. (2005).

A melhor resolução angular que o Planck pode alcançar, $5'$, é inferior àquela alcançada por bolômetros e interferômetros no solo por um fator de ~ 5 . A consequência negativa deste fato é que o Planck será menos sensível a aglomerados de baixa massa, a altos *redshifts*, que outros instrumentos no solo. Sendo assim, a resolução angular para a medição do efeito SZ não será suficiente para estudar em detalhes o perfil do gás nos aglomerados, prejudicando a estimativa da constante

de Hubble para aglomerados individuais. Por outro lado, o Planck irá produzir um grande catálogo de aglomerados abrangendo todo o céu. Considerando a existência de problemas como o efeito da distância, a diluição do feixe e o ruído de fundo, Tauber et al. (2005) estimam que o Planck deve detectar cerca de 30000 aglomerados de galáxias em todo céu via efeito SZ, a um *redshift* médio próximo de 0,3, contendo uma fração significativa de aglomerados dentro de um *redshift* de 1. A Figura 3.5 apresenta uma comparação entre o número esperado de aglomerados detectado pelo *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) e pelo Planck em função do *redshift*. Desta comparação infere-se que, na região de atuação do SDSS, o Planck deverá detectar mais de 10^4 aglomerados, que serão quase todos detectados também pelo SDSS. Já aqueles não identificados pelo SDSS serão aglomerados situados a elevado *redshift*. Os objetivos principais do Planck em estimar a densidade de aglomerados de acordo com o *redshift* (dN/dz) e estudar a estrutura em grande escala do Universo são: medir o espectro de potência angular produzido por aglomerados de galáxias e sua evolução com o *redshift*, de forma a auxiliar no estudo da cosmologia e de teorias de formação de estruturas que sejam complementares às aquelas fornecidas pelas anisotropias primárias da RCFM; e detectar estruturas filamentosares de gás quente do meio intergaláctico em grandes escalas, traçando sua história de evolução para assim construir modelos de formação de galáxias.

Outro fato que deve ser mencionado é que normalmente aglomerados de galáxias apresentam galáxias que emitem em rádio, o que acaba contaminando o sinal SZ medido em baixas frequências (TAUBER et al., 2005). Especificamente em baixas frequências, o Planck não possui resolução espacial, mesmo para aglomerados em baixos *redshifts*, e o sinal SZ se mistura completamente ao sinal de rádio dos aglomerados. No entanto, a emissão em rádio desaparece rapidamente em altas frequências. Sendo assim, o sinal SZ pode ser contaminado em baixas frequências, mas em altas permanece inalterado. Portanto, é possível combinar os dados em microondas com observações em outras bandas, melhorando as condições de detecção.

Por fim, pode-se dizer que apesar de o satélite Planck não realizar observações do efeito SZ térmico com resolução tão alta quanto experimentos já em funcionamento no solo, ele irá oferecer as vantagens de: cobrir o céu todo, além de abranger um grande intervalo de frequências. Portanto, a exploração mais eficiente dos dados do Planck para o estudo de aglomerados decorre da sua combinação com outros grupos de dados (TAUBER et al., 2005). Por exemplo, a combinação de dados do Planck com

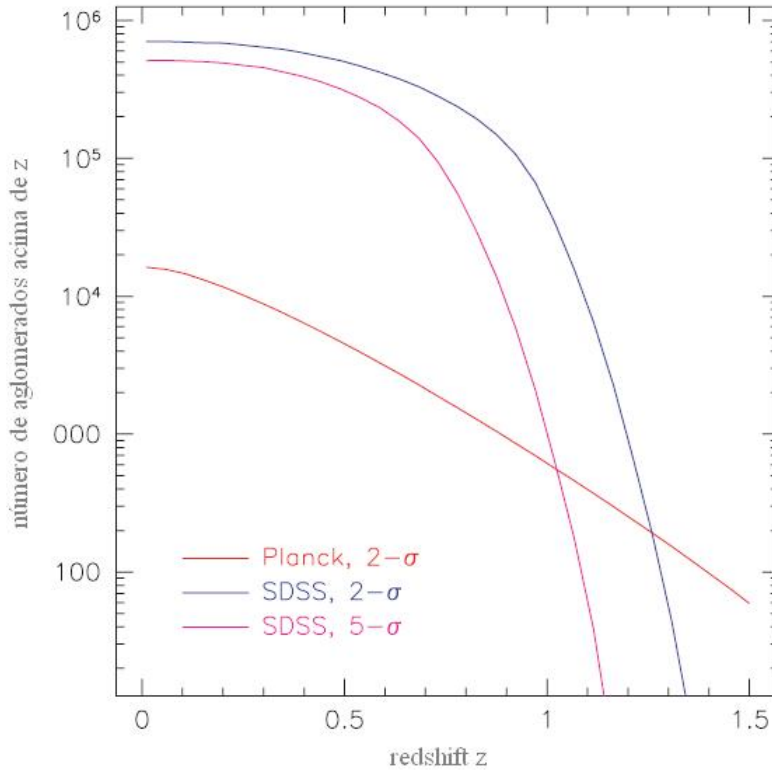


Figura 3.5 - Número de aglomerados esperados na detecção do *Sloan Digital Sky Survey* e no regime de microondas para o Planck como função do *redshift* do aglomerado.

Fonte: Adaptada de Tauber et al. (2005).

os de *surveys* no óptico e infravermelho próximo pode possibilitar uma estimativa da razão entre a energia térmica do gás intraglomerado e a quantidade de luz emitida pelos aglomerados. Já a combinação entre dados do efeito SZ com os de emissão em raio X leva à determinação da quantidade, evolução e propriedades físicas do gás intraglomerado. Finalmente, dados em rádio podem ser utilizados na análise dos dados referentes ao efeito SZ térmico de forma a corrigir a contaminação destas observações devido à emissão em radio dos aglomerados de galáxias.

4 DESCRIÇÃO DOS DADOS UTILIZADOS

O trabalho em questão foi desenvolvido utilizando dados sintéticos, referentes à RCFM, efeito SZ, emissão Galáctica e ruído instrumental, que simulam as observações do satélite Planck. Na produção dos mapas sintéticos das componentes Galácticas foram utilizados dados dos 7 anos do WMAP, publicados em 2009. As diversas características do satélite Planck, bem como da missão que está sendo realizada a partir do seu lançamento em 2009, são descritas neste capítulo. São apresentadas também todas as informações relevantes relacionadas aos dados utilizados: método utilizado para a simulação dos dados da RCFM e efeito SZ, além das características dos dados do WMAP 7 anos e mapas sintéticos derivados destes. Além disso são expostos também os objetivos e a importância da simulação de dados para o estudo em questão.

4.1 A Missão Planck

O satélite Planck (Figura 4.1) é a primeira missão da Agência Espacial Europeia (ESA) dedicada ao estudo da Radiação Cósmica de Fundo em Microondas (TAUBER et al., 2005).

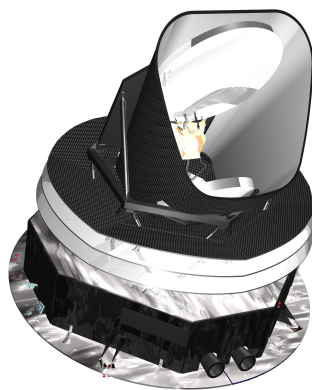


Figura 4.1 - O satélite Planck.

Fonte: ESA European Space Agency (2002)

O satélite está equipado com 74 detectores, sendo 52 instrumentos de alta frequência (HFI - *High Frequency Instrument*) e 22 de baixa frequência (LFI - *Low Frequency Instrument*). Os LFI são radio receptores do tipo HEMT (*High electron mobility tran-*

sistor) que farão medidas em três canais de frequência, 30, 44, e 70 GHz, enquanto que os HFI utilizam detectores bolométricos que operam em seis canais de frequência, 100, 143, 217, 353, 545 e 857 GHz. Os detalhes destes instrumentos e a missão Planck podem ser encontrados na Tabela 4.1.

O objetivo principal da missão Planck é a produção de mapas de todo o céu com alta resolução (5-10 minutos de arco) e sensibilidade (uma parte por milhão, ou seja, $\Delta T/T \sim 10^{-6}$) do estado de polarização e das anisotropias na distribuição de temperatura da RCFM. Isso permitirá, dentre outras questões: determinar o espectro preciso das flutuações primordiais, que servirá de base para a teoria de formação de estruturas em grande escala; fazer estatísticas das anisotropias da RCFM de forma a revelar informações sobre sua origem e estudar o efeito *Sunyaev-Zel'dovich* em aglomerados de galáxias. Medições altamente acuradas do espectro de potência angular das flutuações da RCFM possibilitarão a determinação dos parâmetros cosmológicos, tais como a constante de Hubble H_0 , o parâmetro de densidade Ω_0 , densidade de matéria bariônica Ω_b e densidade de matéria Ω_M , com baixíssima incerteza.

Tabela 4.1 - Características e performance estimadas para o Planck.

Características do Telescópio	Tipo : Off-axis titled Gregorian									
	Espelho primário : 1.9×1.5 m, off-axis paraboloid					Espelho secundário : 1.1×1.0 m, off-axis paraboloid				
Instrumento	LFI					HFI				
Freq. Central (GHz)	30	44	70	100	143	217	353	545	857	
Largura da banda (GHz)	6	8,8	14	33	47	72	116	180	283	
Largura do feixe (min. arco, FWHM)	33	24	14	9,2	7,1	5	5	5	5	
Num. Detector não polarizados	0	0	0	0	4	4	4	4	4	
Num. Detector polarizados linearmente	4	6	12	8	8	8	8	8	8	0
Tecnologia do detector	High eletron mobility transistor (HEMT) radio receiver arrays					Spider bolometer arrays, neutron transmutation doped (NTD) germanium thermistors				
Temperatura do detector	$\sim 20K$									
Tecnologia de refrigeração	H_2 sorption cooler					H_2 sorption cooler + Joule-Thomson cooler + $^3He/^4He$ dilution cooler				
$\langle \Delta_T / T_I \rangle^*$ (por píxel)	2	2,7	4,7	2	2,2	4,8	14,7	147	6700	
$\langle \Delta_T / T_{U,Q} \rangle^\dagger$ (por píxel)	2,8	3,9	6,7		4,2	9,8	29,8			
* Sensibilidade (1σ) para flutuações de intensidade (parâmetro I de Stokes), em temperatura termodinâmica ($\times 10^{-6}$), relativo à temperatura média da RCFM (2,73 K), para 14 meses de operação.										
\dagger Sensibilidade (1σ) para flutuações de intensidade polarizada (parâmetros U e Q de Stokes), em temperatura termodinâmica ($\times 10^{-6}$), relativo à temperatura média da RCFM (2,73 K), para 14 meses de operação.										

Fonte: ESA European Space Agency (2009)

4.2 A Simulação dos Dados: RCFM, Efeito SZ e Ruído Instrumental

A primeira etapa do trabalho em questão é produzir mapas sintéticos que reproduzam, o melhor possível, as observações que estão sendo realizadas pelo satélite Planck. A simulação é uma etapa muito importante na preparação para a análise dos dados que serão obtidos na missão do satélite Planck e necessária para uma avaliação realista dos objetivos da missão.

Os mapas foram produzidos utilizando o esquema de pixelização do HEALPix (*Hierarchical Equal Area iso-Latitude Pixelization*) (GÓRSKI et al., 2007), que é uma ferramenta desenvolvida para ser utilizada na análise do grande volume de dados gerados pelos experimentos dedicados ao estudo da RCFM. O principal objetivo no desenvolvimento do HEALPix foi criar uma estrutura matemática que possibilitasse a análise de funções numa esfera discretizada. A pixelização adotada pelo HEALPix consiste, como o próprio nome sugere, em dividir a esfera celeste em quadriláteros de diferentes formas, mesma área e cujos centros posicionam-se em latitudes preestabelecidas. Nesta pixelização os pixels encontram-se distribuídos em anéis de mesma declinação. A Figura 4.2 mostra diferentes partições de uma esfera, sendo posicionadas na ordem da mais baixa para a mais alta resolução.

Uma outra propriedade do HEALPix é que o centro dos pixels, representados por pontos pretos, ocorrem em número discreto de anéis com latitude constante, número este dependente da resolução da grade HEALPix. A resolução base é constituída de 12 pixels em 3 anéis em torno dos polos e do equador. A resolução da grade é expressa pelo parâmetro N_{side} que define o número de divisões ao longo de um dos lados da célula base, como pode ser visto da Figura 4.2. Sendo assim, o número de pixels nos quais a esfera é dividida é dado por $N_{pix} = 12N_{side}^2$.

Suas propriedades geométricas específicas permitem ao HEALPix suportar dois diferentes esquemas de numeração dos pixels (GÓRSKI et al., 2007). O primeiro é o esquema *RING*, que simplesmente numera em ordem crescente os pixels do norte ao sul ao longo de anéis de mesma latitude. Já no segundo esquema, chamado *NESTED*, corresponde a uma partição hierárquica, na qual cada um dos doze pixels da resolução base são organizados em estruturas de árvore como na Figura 4.3. Esta estrutura de árvore permite implementar eficientemente todas as aplicações que envolvam pesquisas de vizinho mais próximo.

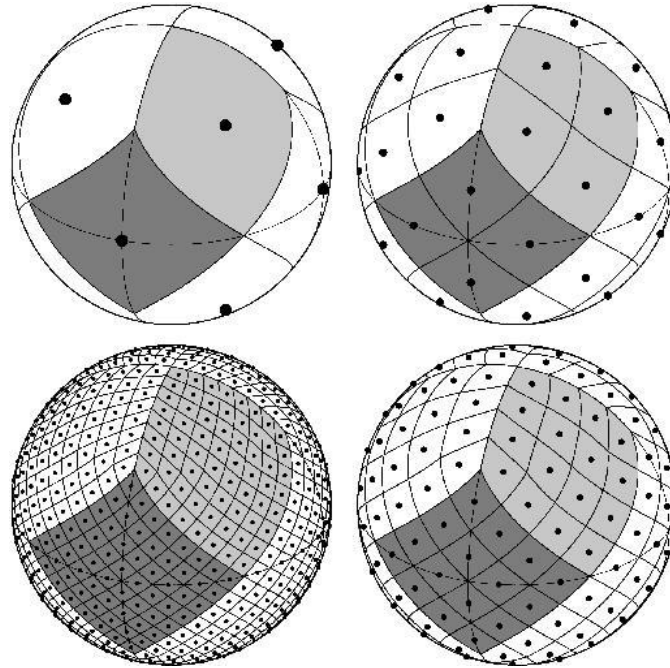


Figura 4.2 - Pixelização da esfera celeste usando o HEALPix. Aqui, $N_{side} = 1, 2, 4$ e 8 , e o número total de pixels são, respectivamente, $N_{pixels} = 12, 48, 192$ e 768 .
 Fonte: Górski et al. (2007).

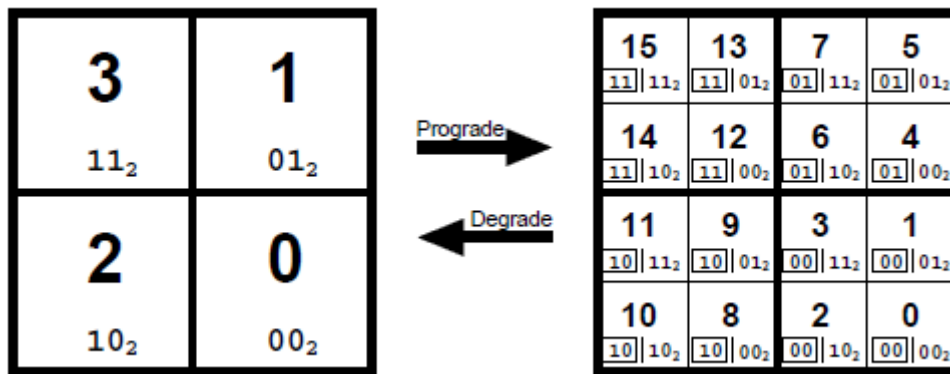


Figura 4.3 - Píxel numerado em estrutura de árvore. Parte à esquerda consiste de quatro píxels. Para aumentar a resolução cada píxel é dividido em quatro outros píxels como mostrado à direita.
 Fonte: Górski et al. (2007).

Todos os dados produzidos nas simulações foram armazenados no formato FITS (*Flexible Image Transport System*) (HANISCH et al., 2001). Os mapas reais que estão

sendo produzidos com o Planck terão $N_{side} = 2048$, o que significa que cada mapa será constituído de $N_{pix} \approx 5.10^7$ pixels de tamanho $1,7'$, e $l_{max} = 3N_{side} - 1 = 6143$. No entanto, como a resolução angular dos instrumentos do Planck para as frequências em que os mapas foram simulados estão entre $10'$ e $5'$, não faria sentido simular estes mapas com pixels de $1,7'$ de diâmetro, já que esta seria uma resolução muito superior à utilizada pelo Planck. Sendo assim, foi utilizado o $N_{side} = 1024$ ($N_{pix} \approx 1,2.10^7$, $l_{max} = 3N_{side} - 1 = 3071$) cujos pixels possuem um tamanho de $3,43'$, o que é mais coerente com as frequências nas quais as simulações foram realizadas.

Ainda com um $N_{side} = 1024$ a quantidade de dados é muito elevada, por este motivo os primeiros conjuntos de mapas sintéticos foram produzidos com $N_{side} = 512$, que corresponde a $\sim 3,1.10^6$ pixels de $6,87'$, e $l_{max} = 1535$. A escolha da utilização inicial de mapas com esta resolução é apenas para facilitar as análises iniciais, bem como a própria simulação dos dados, que demandam elevada capacidade de processamento computacional.

Os mapas analisados neste trabalho foram construídos nas frequências de 100, 143, 217, 353 e 545 GHz. As descrições das simulações realizadas são apresentadas nas seções seguintes.

4.2.1 Anisotropias da RCFM

A simulação das flutuações de temperatura da RCFM foi realizada a partir dos coeficientes C_l criados utilizando o código CMBFAST (SELJAK; ZALDARRIAGA, 1996). Para isso considerou-se um modelo Λ CDM padrão com $\Omega_M \sim 0,27$, $\Omega_\Lambda \sim 0,73$, $\Omega_b h^2 \sim 0,024$ e $h = 0,72$. De posse deste espectro, o campo de anisotropias primárias da RCFM de todo o céu foi gerado utilizando a rotina SYNFAST do pacote HEALPix. Abaixo, a Figura 4.4 mostra os mapas da RCFM resultantes.

O mapa superior da Figura 4.4 corresponde à simulação com $N_{side} = 512$. O mapa construído com $N_{side} = 1024$ é análogo a este mas apresentando uma resolução angular maior (mapa inferior da Figura 4.4).

4.2.2 Efeito SZ Térmico

O perfil do efeito SZ térmico dos aglomerados foi simulado considerando o modelo β -isotérmico, descrito na seção 3.3. Foram criados 700 aglomerados sintéticos, posicionados em todo o céu fora da região Galáctica, com orientação aleatória e seguindo

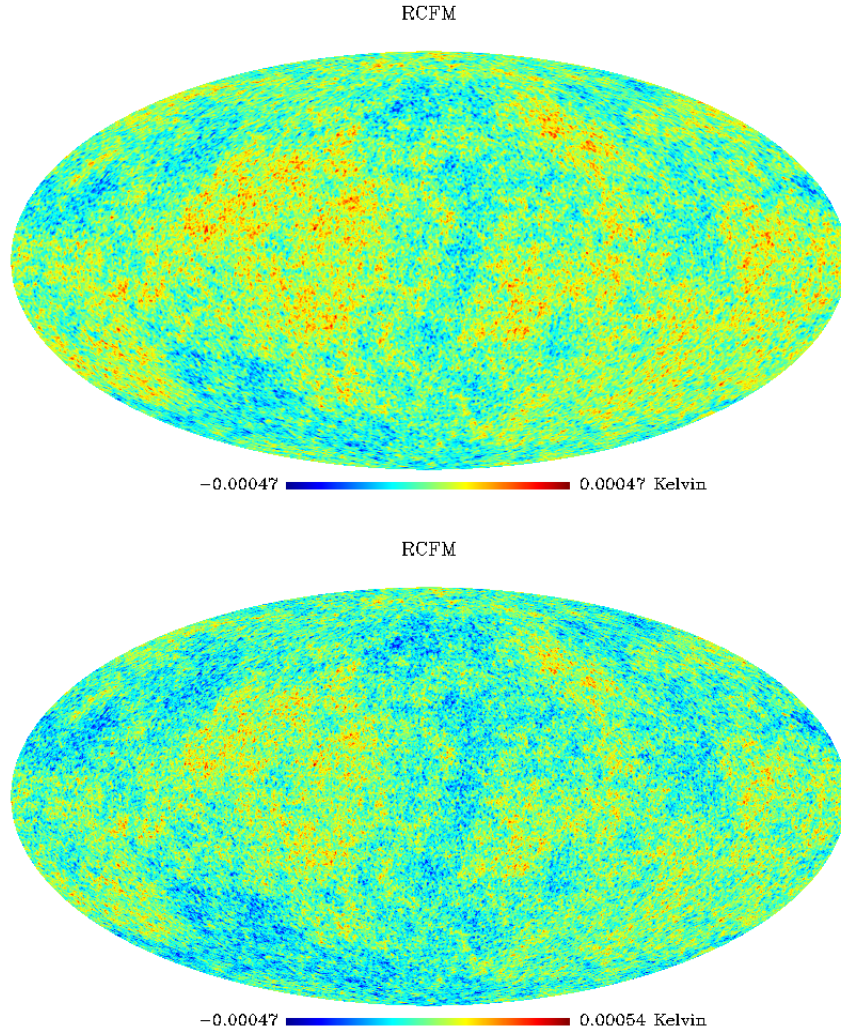


Figura 4.4 - Mapas na projeção Mollweide, em coordenadas Galácticas e unidades de Kelvin, das flutuações de temperatura da RCFM simuladas com $N_{side} = 512$ (acima) e $N_{side} = 1024$ (abaixo).

uma distribuição uniforme. Com o intuito de que os aglomerados possuíssem distintas intensidades o perfil β -isotérmico para cada aglomerado foi construído utilizando diferentes valores de temperatura kT_e e do parâmetro β . Os primeiros tomados aleatoriamente no intervalo de 1-10 keV e os últimos no intervalo de 0,47 a 0,94. Para o raio angular do caroço foi escolhido o valor de $\theta_c = 2,65'$, comum a todos os aglomerados simulados.

Além dos 700 aglomerados simulados tomando os valores dos parâmetros em intervalos típicos fornecidos na literatura, foram também inseridos mais 39 aglomera-

dos de acordo com suas características reais. Isto foi feito considerando novamente o perfil β -isotérmico com algumas características reais disponíveis através BAX - *X-Rays Galaxy Clusters Database*¹. Apesar de estes aglomerados serem chamados "reais" aqui, a inserção deles não foi feita seguindo rigorosamente todas as suas características. Como mostrado na Tabela 4.2, foi tomado o cuidado de construí-los considerando apenas suas posições, valores de temperatura e do parâmetro β verdadeiros, pois a utilização apenas destes parâmetros será suficiente para a análise que se deseja fazer com estes mapas. O motivo da inserção destes aglomerado será discutida no Capítulo 6, referente à análise destes dados.

Todo este procedimento foi realizado para as frequências de 143, 217, 353 e 545 GHz do Planck, utilizando $N_{side} = 512$. Os correspondentes mapas de efeito SZ estão apresentados na Figura 4.5.

As simulações utilizando $N_{side} = 1024$ foram realizadas de maneira análoga à da construção dos mapas com $N_{side} = 512$, diferindo apenas quanto a produção de um mapa adicional na frequência de 100 GHz. Estes mapas, nas cinco frequências utilizadas, são mostrados na Figura 4.6.

¹<http://bax.ast.obs-mip.fr/>

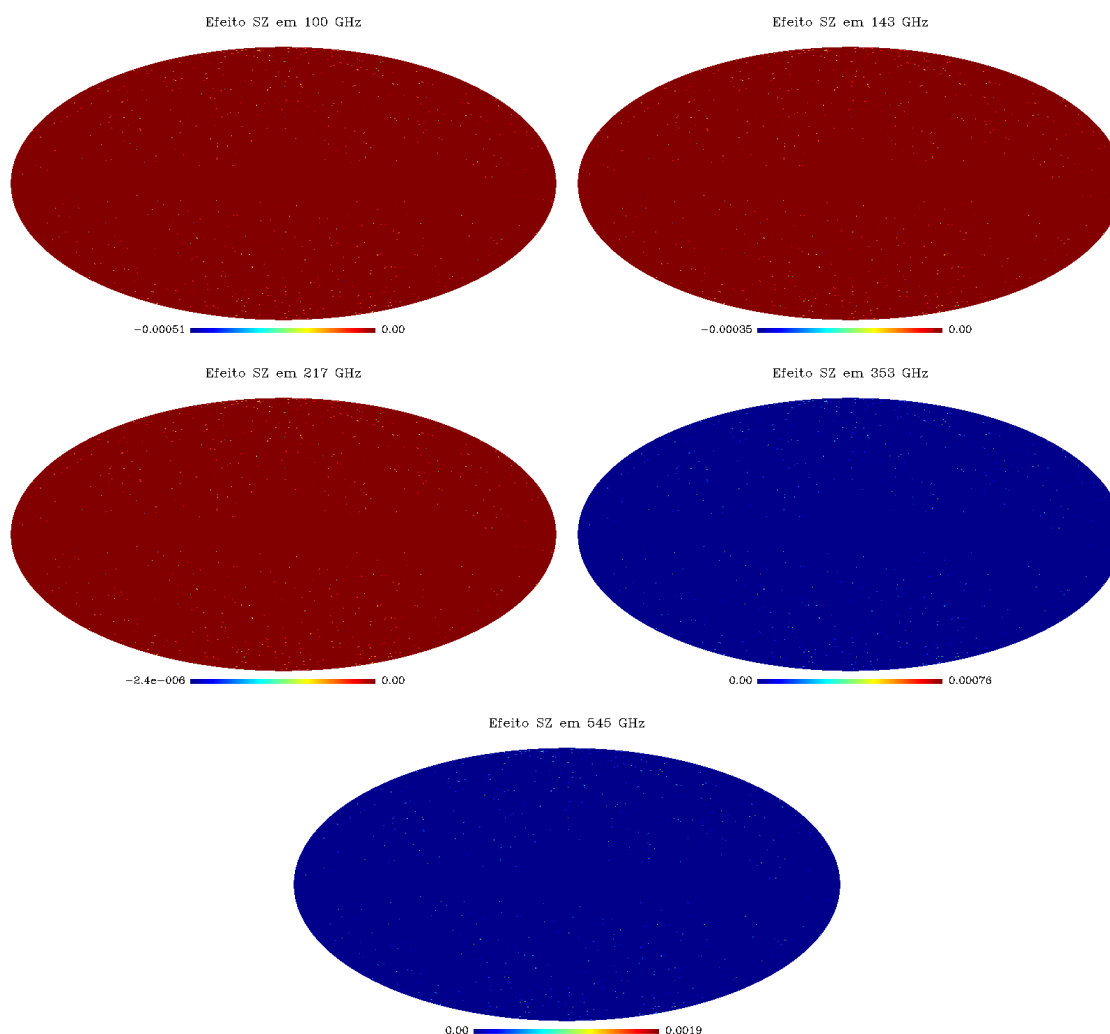


Figura 4.5 - Mapas da intensidade do efeito SZ de aglomerados reais e simulados, usando $N_{side} = 512$, para cada uma das frequências de 143, 217, 353 e 545 GHz. A unidade utilizada foi Kelvin.

4.2.3 Ruído Instrumental

O ruído instrumental foi simulado utilizando as sensibilidades de cada canal, em medidas de temperatura termodinâmica, estimadas para toda missão do Planck (Tabela 4.3). A simulação foi realizada de forma a se obter um mapa de ruído branco. Para cada píxel do mapa foi atribuído um valor para o ruído que variava aleatoriamente dentro de um intervalo de 10% acima e abaixo do correspondente valor estimado para o nível de ruído branco. Portanto, sendo $T_N^\nu(p)$ a sensibilidade do detector para cada píxel p em uma determinada frequência ν , o valor do correspondente ruído

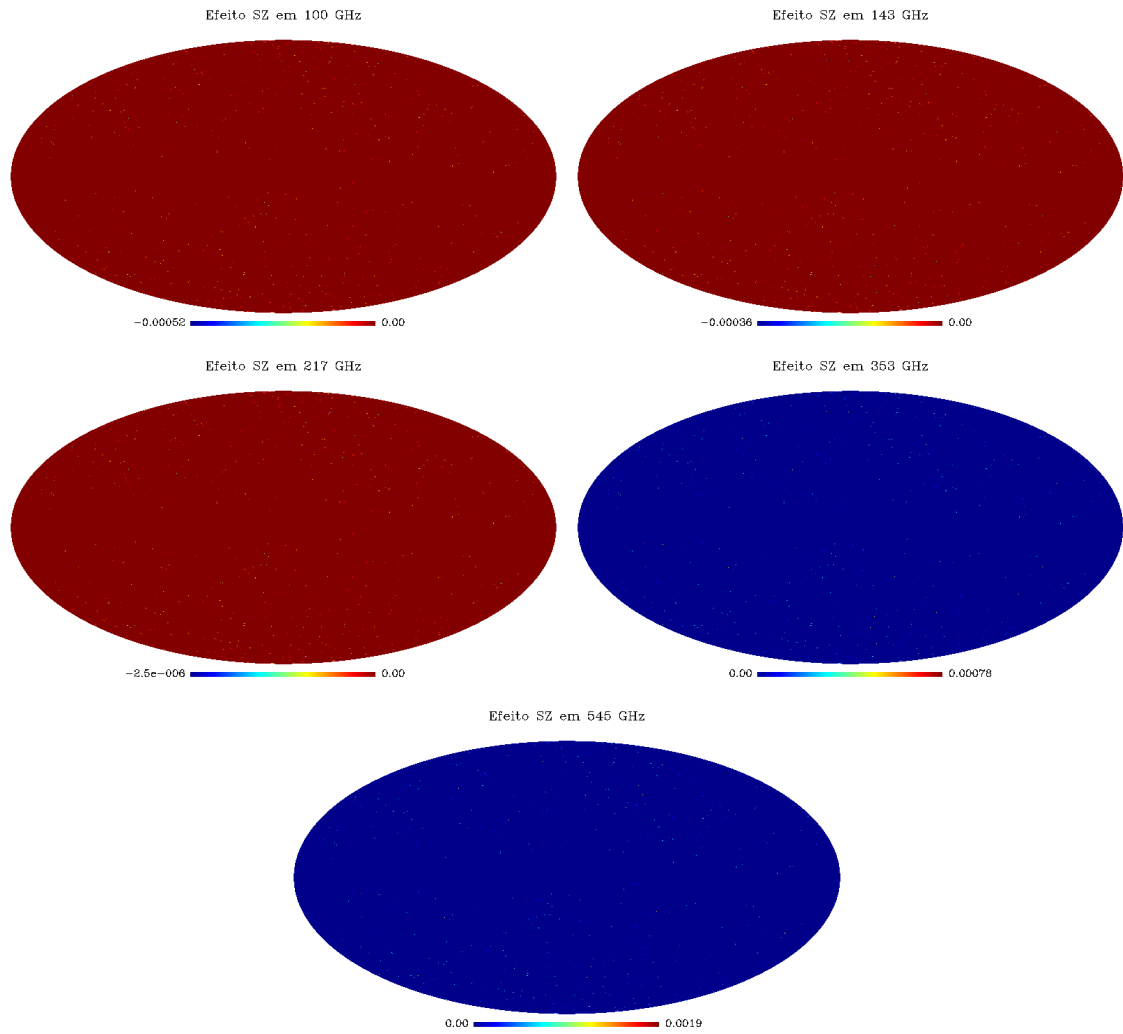


Figura 4.6 - Mapas da intensidade do efeito SZ de aglomerados reais e simulados, usando $N_{side} = 1024$, para cada uma das frequências de 100, 143, 217, 353 e 545 GHz. A unidade utilizada foi Kelvin.

$N^\nu(p)$ é calculado a partir da seguinte equação:

$$N^\nu(p) = T_N^\nu(p) + R(0.1 T_N^\nu(p)) \quad (4.1)$$

sendo R um valor tomado aleatoriamente no intervalo de -1 à 1.

Os mapas de ruído obtidos para cada frequência são mostrados na Figura 4.7 a seguir.

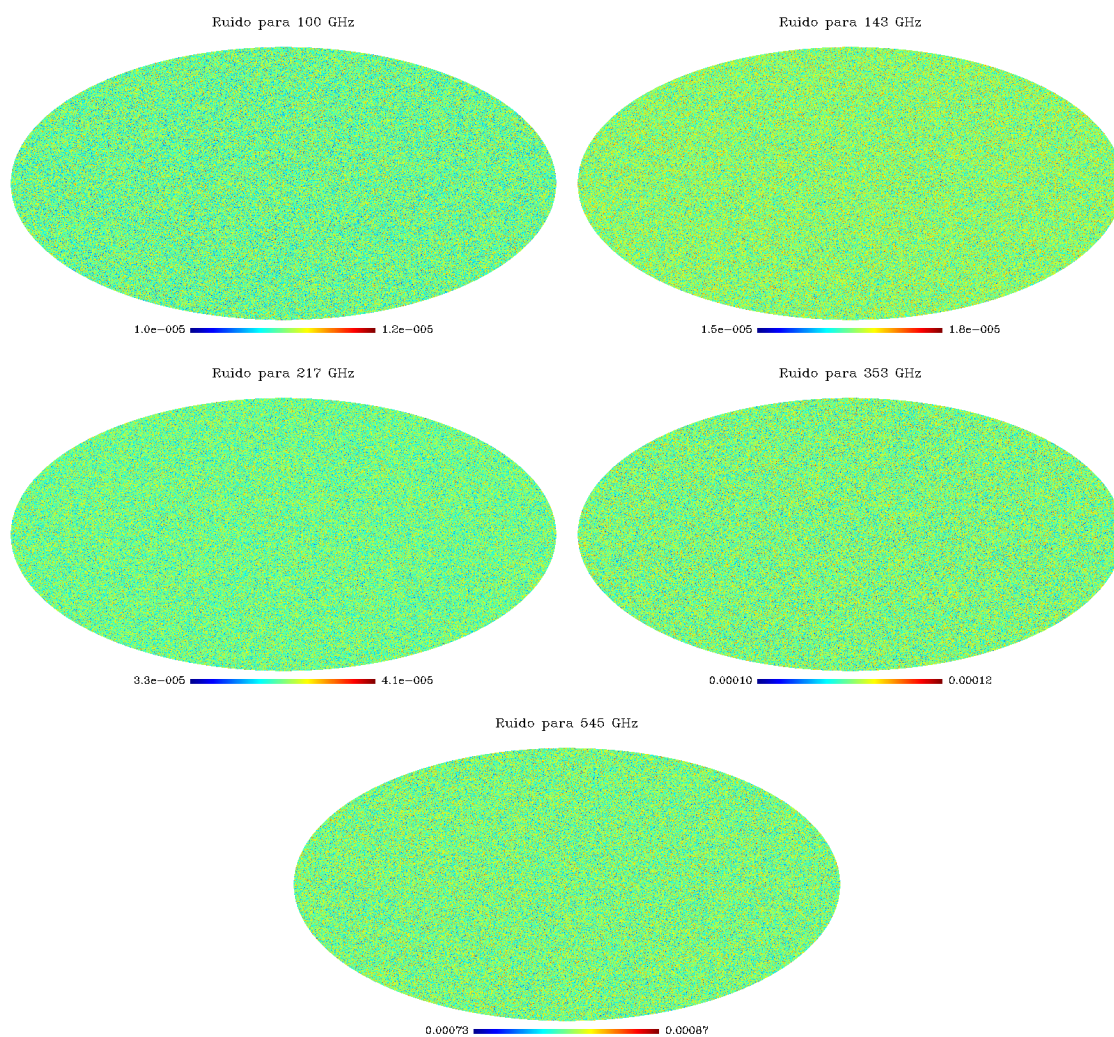


Figura 4.7 - Mapas do ruído instrumental estimado para cada frequência. A unidade utilizada foi Kelvin.

4.3 Emissão Galáctica

A contaminação dos mapas simulados devido à emissão Galáctica foi feita utilizando os correspondentes dados do satélite WMAP (JAROSIK et al., 2010; GOLD et al., 2010), lançado em 2001 pela NASA, com o objetivo de observar a RCFM. Em adição às medidas da RCFM de todo céu, o WMAP observou também a emissão da nossa Galáxia. As observações foram realizadas em cinco bandas frequências centradas em 23, 33, 41, 61 e 94 GHz (chamadas bandas K, Ka, Q, V e W, respectivamente).

Os dados do WMAP são disponibilizados em formato HEALPix através do

LAMBDA - *Legacy Archive for Microwave Background Data Analysis*², onde estão publicados os dados de um, três, cinco e recentemente dos sete anos deste satélite. Neste trabalho foram utilizados apenas os dados de sete anos referentes às emissões síncrotron, poeira e livre-livre.

As frequências de medição do WMAP são distintas das utilizadas neste trabalho. Sendo assim, foi necessário, a partir dos mapas reais das emissões, utilizar as leis de potência obedecidas por estes contaminantes. A intensidade I_e de cada emissão Galáctica e , com índice espectral β_e , é dependente da frequência ν de acordo com a seguinte proporcionalidade (BENNETT et al., 2003)

$$I_e(\nu) \propto \nu^{\beta_e}. \quad (4.2)$$

Sendo $I_e(\nu_1)$ e $I_e(\nu_2)$ as intensidade de uma dada emissão e em duas frequência distintas (ν_1 e ν_2), é possível escrever a razão entre estas intensidades como sendo

$$\frac{I_e(\nu_1)}{I_e(\nu_2)} = \left(\frac{\nu_1}{\nu_2}\right)^{\beta_e} \Rightarrow I_e(\nu_1) = I_e(\nu_2) \left(\frac{\nu_1}{\nu_2}\right)^{\beta_e}. \quad (4.3)$$

Desta forma, de posse do mapa I_{ν_2} de um componente *foreground* em uma dada frequência ν_2 , além do seu índice espectral, é possível obter o mapa sintético I_{ν_1} desta emissão.

A Equação 4.3 foi aplicada, pixel a pixel, aos mapas das emissões síncrotron, poeira e livre-livre na banda W (94 GHz) (Figura 4.8), frequência esta escolhida sem razão específica. Os índices espectrais utilizados neste procedimento são $\beta_s = -3, 0$, $\beta_d = 2, 0$ e $\beta_{ff} = -2, 16$ (GOLD et al., 2010) para as três emissões, respectivamente. Ambos, os mapas das emissões Galáctica e valores de índices espectrais utilizados, são resultados dos sete anos do WMAP.

Os mapas obtidos em cada uma das cinco frequências do Planck (100, 143, 217, 353 e 545 GHz) são apresentados nas Figuras 4.9, 4.10 e 4.11.

²<http://lambda.gsfc.nasa.gov>

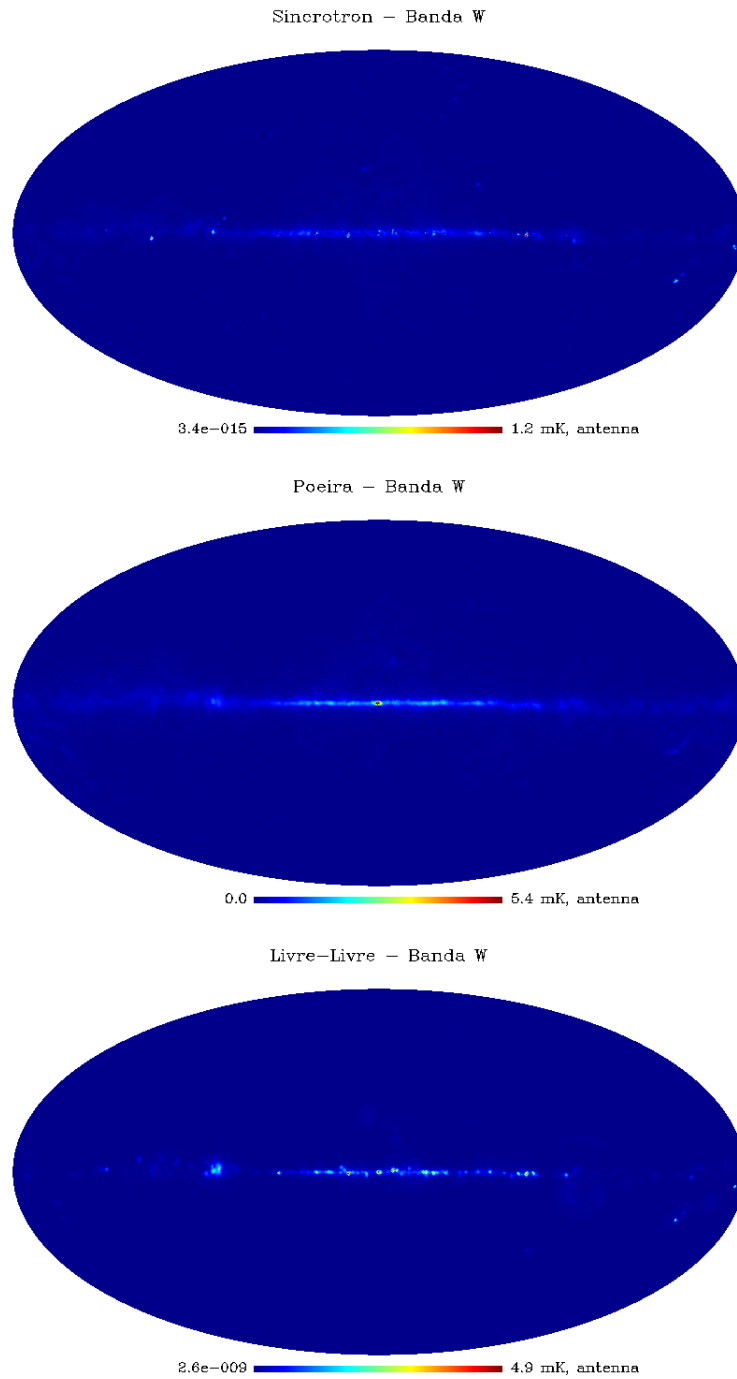


Figura 4.8 - Mapas das emissões síncrotron, poeira e livre-livre do WMAP 7 anos na banda W.

Tabela 4.2 - Parâmetros utilizados na inserção dos aglomerados "reais".

Aglomerado	AR	Dec	T_e (keV)	β	
Abell 1367	11h44m29.5s	19d50m21s	3,55	0,695	0,022
Abell 1656	12h59m48.7s	27d58m50s	8,25	0,705	0,023
Abell 2199	16h28m37s	39d31m28s	3,99	0,655	0,030
Abell 3571	13h47m28.9s	-32d51m57s	6,81	0,613	0,039
Abell 3558	13h27m54.8s	-31d29m32s	4,88	0,58	0,048
Abell 3560	13h31m50.5s	-33d13m25s	3,8	0,566	0,049
Abell 3562	13h33m31.8s	-31d40m23s	4,31	0,472	0,049
Abell 2717	00h02m59.4s	-36d02m6s	2,56	0,63	0,050
Abell 0754	09h08m50.1s	-9d38m12s	8,73	0,614	0,054
Abell 0780	09h18m30.4s	-12d15m40s	3,65	0,766	0,055
Abell 3667	20h12m30.1s	-56d48m60s	6,33	0,541	0,056
Abell 0133	01h02m39s	-21d57m15s	4,01	0,53	0,056
Abell 2256	17h03m43.5s	78d43m3s	6,98	0,828	0,058
Abell 1991	14h54m30.2s	18d37m51s	2,61	0,515	0,059
Abell 3158	03h42m39.6s	-53d37m50s	4,67	0,661	0,059
Abell 3266	04h31m11.9s	-61d24m23s	8,63	0,796	0,059
Abell 1795	13h49m0.5s	26d35m7s	6,12	0,79	0,063
Abell 0399	02h57m56.4s	13d00m59s	6,49	0,713	0,072
Abell 0401	02h58m57s	13d34m56s	7,72	0,613	0,074
Abell 3112	03h17m52.4s	-44d14m35s	5,24	0,562	0,075
Abell 2255	17h12m31s	64d05m33s	5,92	0,797	0,081
Abell 2597	23h25m18s	-12d06m30s	3,87	0,633	0,085
Abell 3921	22h49m38.6s	-64d23m15s	5,39	0,762	0,093
Abell 2244	17h02m44s	34d02m48s	5,37	0,607	0,097
Abell 1068	10h40m47.1s	39d57m19s	4,67	1,01	0,138
Abell 2259	17h20m11.3s	27d39m3s	4,2	0,579	0,164
Abell 0586	07h32m17.8s	31d37m34s	7,15	0,6	0,171
Abell 1914	14h26m3s	37d49m32s	8,8	0,751	0,171
Abell 2218	16h35m54s	66d13m0s	6,63	0,65	0,176
Abell 0665	08h30m45.2s	65d52m55s	7,7	0,65	0,182
Abell 0773	09h17m59.4s	51d42m23s	8,3	0,613	0,217
Abell 2261	17h22m28.3s	32d09m13s	7,43	0,559	0,224
Abell 2111	15h39m38.3s	34d24m21s	6,94	0,613	0,229
Abell 0697	08h42m53.3s	36d20m12s	8,19	0,607	0,282
Abell 0611	08h00m58.1s	36d04m41s	6,2	0,592	0,288
Abell 1995	14h52m50.4s	58d02m48s	8,6	0,918	0,322
MACS J1423.8+2404	14h23m48.3s	24d04m47s	7	0,53	0,545
MS 1137.5+6625	11h40m23.3s	66d08m41s	6,2	0,739	0,784
RX J1716.4+6708	17h16m49.6s	67d08m30s	6,5	0,577	0,813

FONTE: BAX - X-Rays Galaxy Clusters Database (2010)

Tabela 4.3 - Características dos instrumentos dos satélite Planck.

Frequência (GHz)	100	143	217	353	545
<i>FWHM</i> (minutos de arco)	9,5	7,1	5,0	5,0	5,0
Sensibilidade (μK)	11	17	37	111	801

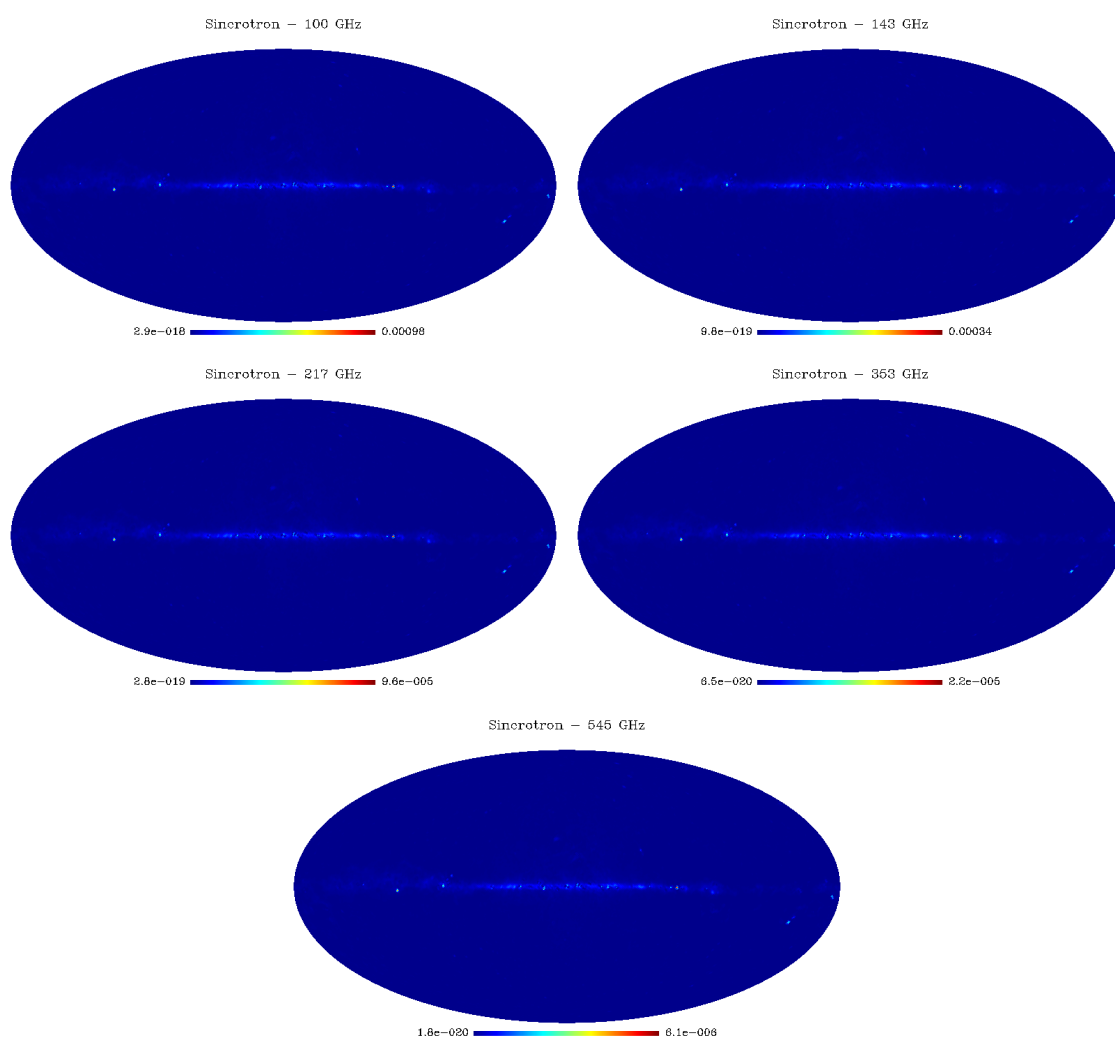


Figura 4.9 - Mapas sintéticos da emissão síncrotron nas frequências de 100, 143, 217, 353 e 545 GHz. A unidade dos mapas é K, em coordenadas Galácticas e projeção Mollweide.

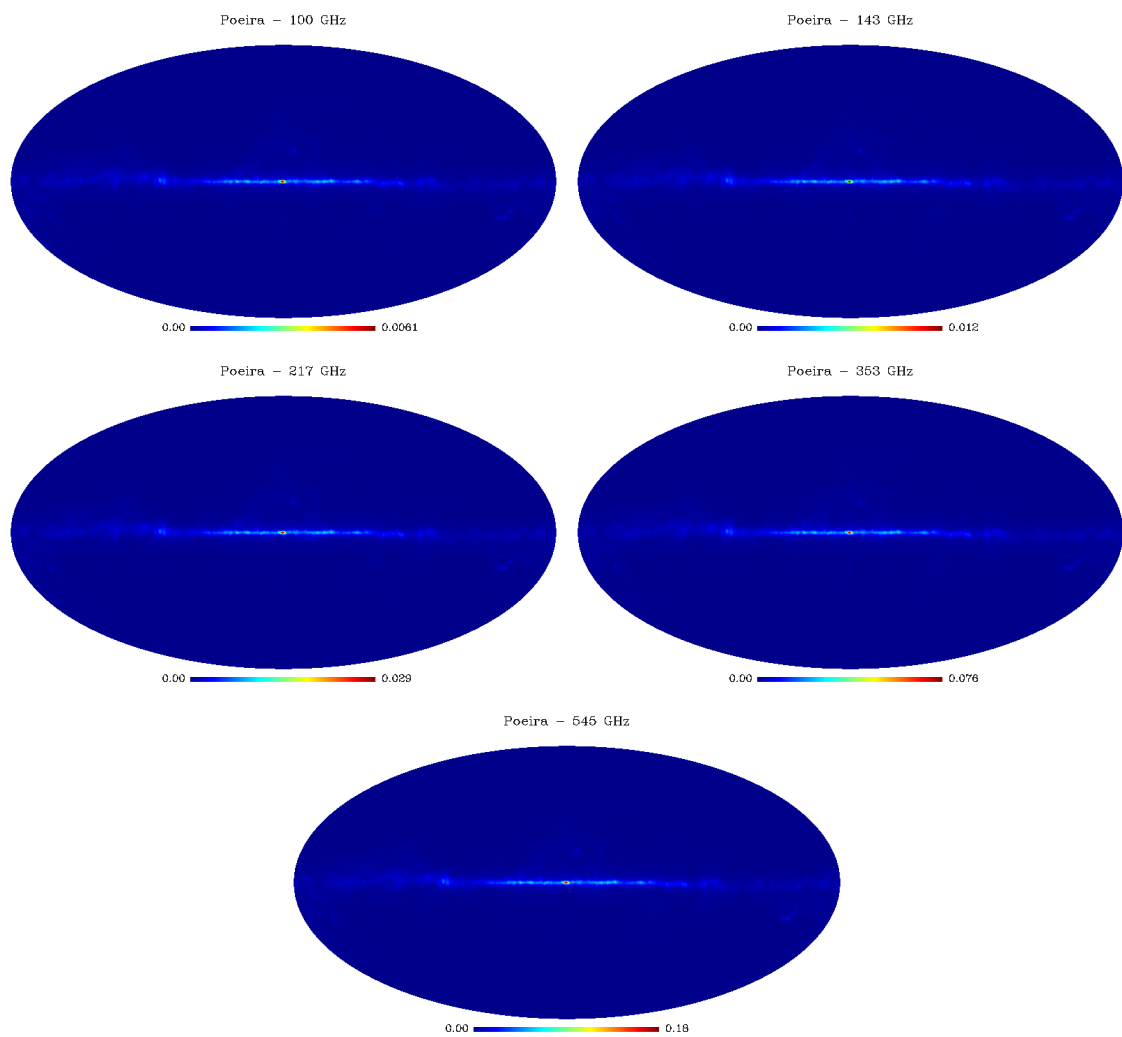


Figura 4.10 - Mapas sintéticos da emissão de poeira nas frequências de 100, 143, 217, 353 e 545 GHz. A unidade dos mapas é K, em coordenadas Galácticas e projeção Mollweide.

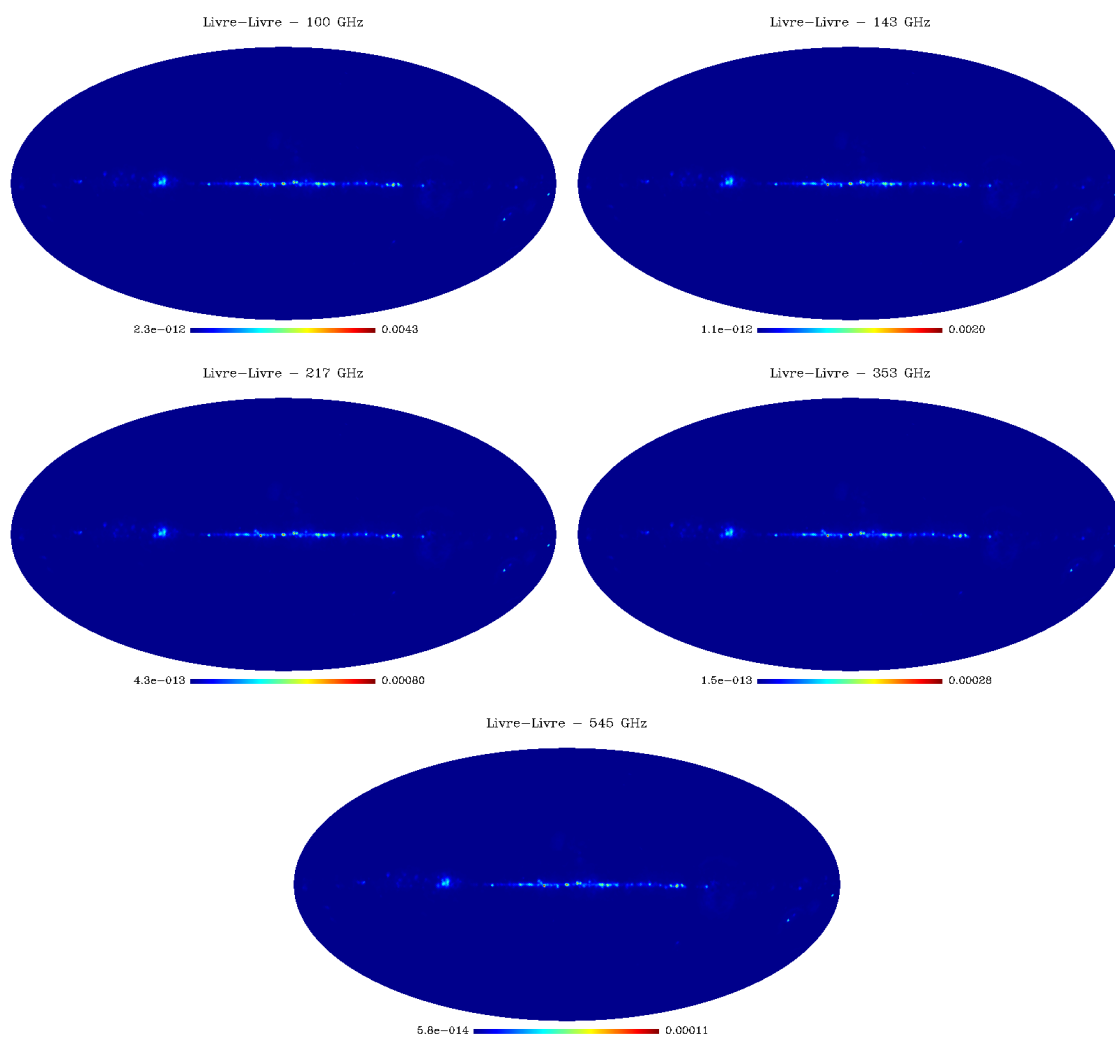


Figura 4.11 - Mapas sintéticos da emissão livre-livre nas frequências de 100, 143, 217, 353 e 545 GHz. A unidade dos mapas é K, em coordenadas Galácticas e projeção Mollweide.

4.4 Construção dos conjuntos de mapas utilizados

Finalizadas as simulações de cada componente (RCFM, efeito SZ, emissão Galáctica e ruído instrumental) foi possível montar os mapas necessários ao desenvolvimento do trabalho. Foram utilizados quatro conjuntos de mapas cujas montagens são descritas a seguir.

O primeiro conjunto de mapas é composto por dois mapas nas frequências de 143 e 353 GHz. Estes mapas são a combinação da RCFM (Figura 4.4), efeito SZ (Figura 4.5) e ruído instrumental (Figura 4.7) simulados com $N_{side} = 512$. Neste primeiro

conjunto os mapas de efeito SZ utilizados são compostos apenas pelos 700 aglomerados simulados, sem os 39 aglomerados reais. A inclusão destes aglomerados não foi necessária neste caso pois estes primeiros mapas serão utilizados como teste para o método desenvolvido neste trabalho.

Os mapas do segundo conjunto foram construídos nas frequências de 143, 217, 353 e 545 GHz a partir da combinação dos mapas de RCFM (Figura 4.4), efeito SZ (Figura 4.5), emissão síncrotron (Figura 4.9) e de poeira (Figura 4.10), além do ruído instrumental, com $N_{side} = 512$. Já o terceiro conjunto de mapas difere deste apenas pela produção do mapa em 100 GHz e pela inclusão da emissão livre-livre nas cinco frequências (Figura 4.11).

Por fim, o último conjunto de mapas, análogo ao terceiro, é também composto por mapas nas cinco frequências. Estes são constituídos da combinação de RCFM, efeito SZ e as três emissões Galácticas (Figuras 4.4, 4.6, 4.9, 4.10 e 4.11), além do ruído instrumental, mas apresentando $N_{side} = 1024$. É importante ressaltar que os mapas correspondentes às emissões Galácticas foram degradados para o $N_{side} = 1024$ antes de sua utilização no quarto conjunto de mapas, já que eles foram inicialmente produzidos com $N_{side} = 512$.

A construção dos conjuntos de mapas foi feita combinando linearmente as componentes. A Equação 4.4 mostra mais claramente como este procedimento foi realizado.

$$X^\nu = \sum_{i=1}^{N_c} x_i^\nu, \quad (4.4)$$

sendo x_i^ν o mapa referente à componente (emissão) i em uma dada frequência ν e X^ν o mapa resultante da combinação linear dos N_c componentes. Cada mapa resultante desta combinação linear foi convoluído com o feixe experimental, considerando para tal os valores de FWHM dos instrumentos do Planck (Tabela 4.3). Em seguida o ruído instrumental foi adicionado aos mapas, também a partir de uma combinação linear.

Pelo fato do mapa de efeito SZ ter sido simulado tomando o cuidado de posicionar os aglomerados de forma aleatória fora da região Galáctica, utilizou-se uma máscara para a remoção desta região. A máscara utilizada é a resultante dos sete anos do WMAP, também disponibilizada em formato HEALPix através do LAMBDA. A Tabela 4.4 resume todas as características dos conjuntos de mapas simulados, que

são também apresentados nas Figuras 4.12, 4.13, 4.14 e 4.15.

Tabela 4.4 - Características dos conjuntos de mapas simulados.

Conjuntos de Dados	1°	2°	3°	4°
Componentes	RCFM, Efeito SZ, Ruído	RCFM, Efeito SZ, Síncrotron, Poeira, Ruído	RCFM, Efeito SZ, Síncrotron, Poeira, Livre- livre, Ruído	RCFM, Efeito SZ, Síncrotron, Poeira, Livre- livre, Ruído
N_{side}	512	512	512	1024

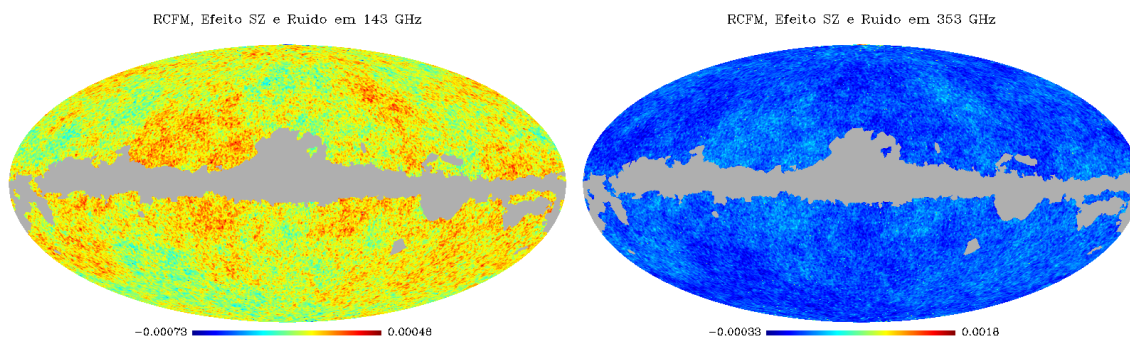


Figura 4.12 - Mapas do primeiro conjunto de dados (RCFM, efeito SZ e ruído instrumental) utilizando $N_{side} = 512$. A unidade dos mapas é K, em coordenadas Galácticas e projeção Mollweide.

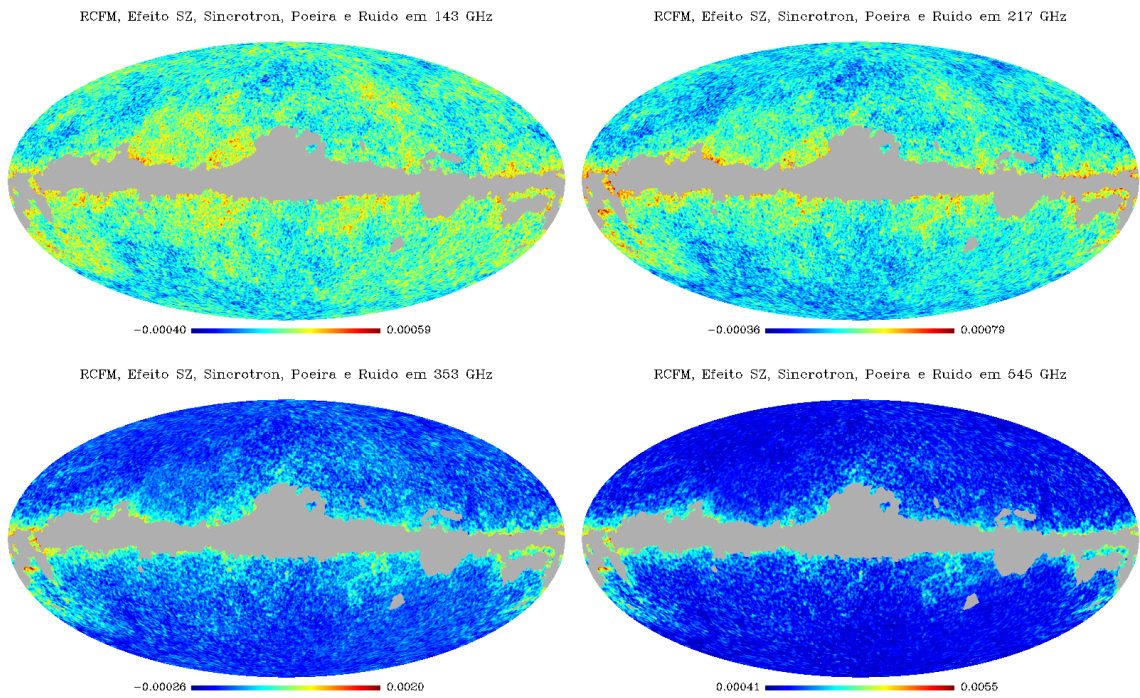


Figura 4.13 - Mapas do segundo conjunto de dados (RCFM, efeito SZ, emissão síncrotron, poeira e ruído instrumental) utilizando $N_{side} = 512$. A unidade dos mapas é K, em coordenadas Galácticas e projeção Mollweide.

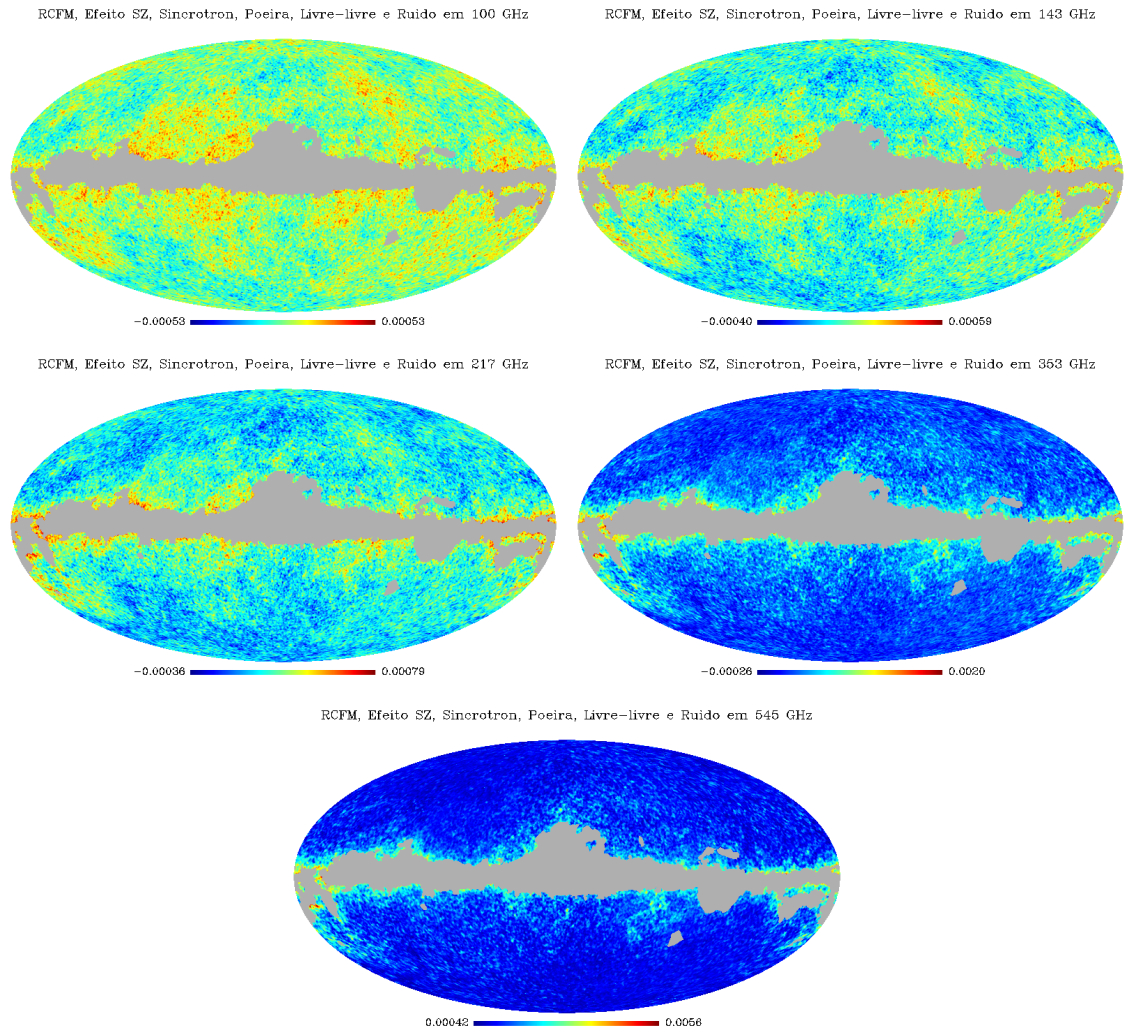


Figura 4.14 - Mapas do terceiro conjunto de dados (RCFM, efeito SZ, emissão síncrotron, poeira, livre-livre e ruído instrumental) utilizando $N_{side} = 512$. A unidade dos mapas é K, em coordenadas Galácticas e projeção Mollweide.

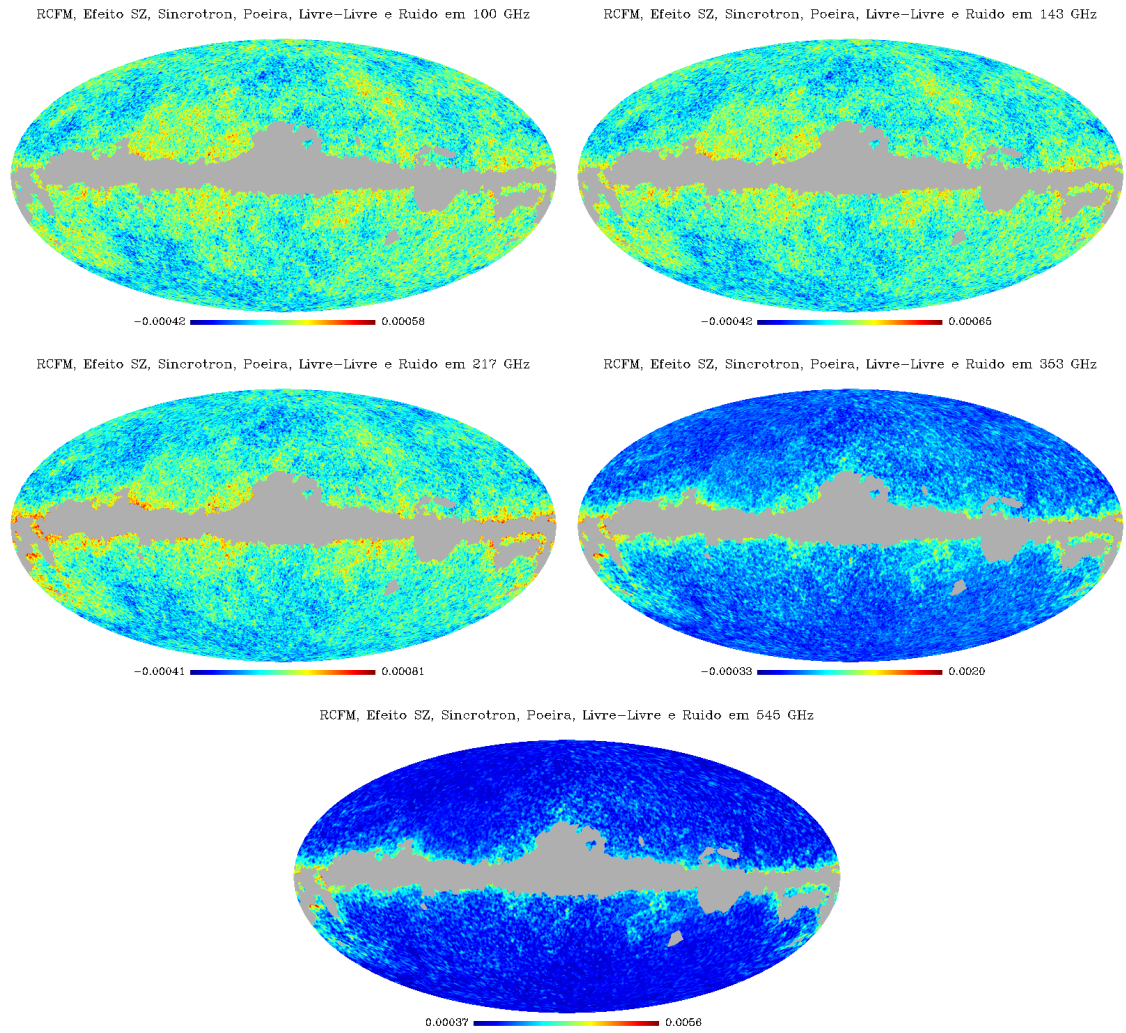


Figura 4.15 - Mapas do quarto conjunto de dados (RCFM, efeito SZ, emissão síncrotron, poeira, livre-livre e ruído instrumental) utilizando $N_{side} = 1024$. A unidade dos mapas é K, em coordenadas Galácticas e projeção Mollweide.

5 METODOLOGIA

O estudo da RCFM tem se tornado uma das mais poderosas ferramentas para o estudo e compreensão do Universo. No entanto, como já mencionado anteriormente, a análise dos dados colhidos por experimentos que visam estudá-la é prejudicada pela existência de fontes que contaminam seu sinal, os chamados *foregrounds*.

O presente trabalho propõe apresentar um método para separar a contaminação devido ao efeito SZ do sinal da RCFM, utilizando, para isso, dados que simulam as observações do satélite Planck. Com esta finalidade foi utilizado o método computacional chamado *Joint Approximate Diagonalization of Eigenmatrices* (JADE) (CARDOSO, 1999) baseado na Análise de Componentes Independentes (ICA) (HYVÄRINEN; OJA, 2000). Além deste método foram também utilizados métodos de análise de *Wavelets* para auxiliar a análise no que diz respeito à existência de ruído, além da aplicação da rotina SExtractor¹ (BERTIN; ARNOUITS, 1996) na identificação da posição e intensidade dos aglomerados.

Algoritmos para separação de componentes dependem do modelo utilizado para as distribuições de probabilidade das fontes. No caso em que a quantidade de ruído é pequena e um dos componentes é não-gaussiano, os algoritmos que conseguem a separação de fontes são por exemplo o JADE e o FastICA (HYVÄRINEN; OJA, 2000). Já o método *Spectral Matching ICA* (SMICA) (BOBIN et al., 2007), por outro lado, é utilizado realizando uma modelagem dos componentes levando em conta um ruído estacionário. Como o objetivo aqui é separar as fontes de forma a identificar o efeito SZ (sinal não-gaussiano) nos mapas da RCFM, o algoritmo JADE foi escolhido para desempenhar este papel, já que ele é uma técnica ICA efetiva na extração de componentes não-gaussianos, além da importante característica de que ele não faz uso de qualquer informação a respeito dos componentes, que o diferencia de outros métodos utilizados nesta análise. Alguns métodos existentes na literatura e os tipos de fontes que podem ser identificadas a partir da utilização destes estão reunidos na Tabela 5.1. Mais informações sobre tais métodos podem ser encontrados em Leach (2008).

A seguir é feita uma explanação geral das características principais do método ICA e do algoritmo utilizado na separação de fontes, o JADE. Além disso são descritas também as características principais da teoria de análise de *Wavelets* e do funciona-

¹<http://www.astromatic.net/software/sextractor>

mento do SExtractor.

Tabela 5.1 - Alguns métodos de separação de componentes.

Métodos	Fonte identificadas
COMMANDER	Fontes difusas
CCA - <i>Correlated component analysis</i>	
GMCA - <i>Generalised morphological component analysis</i>	
FastICA - <i>Fast independent component analysis</i>	
FastMEM - <i>Harmonic-space maximum entropy method</i>	
SEVEM - <i>Spectral estimation via expectation maximisation</i>	
SMICA - <i>Spectral matching independent component analysis</i>	
WI-FIT - <i>Wavelet based high resolution fitting of internal templates</i>	Fontes pontuais
MF - <i>Matched Filter</i>	
MHW2 - <i>Mexican Hat Wavelet</i>	SZ
Needlet-ILC - <i>Internal Linear Combination in needlet frame</i>	
SMICA - <i>Spectral matching independent component analysis</i>	

5.1 Análise de *Wavelet*

Existe uma grande quantidade de ferramentas dedicadas à análise de sinais. A mais conhecida é provavelmente a análise de Fourier, que decompõe o sinal em componentes senoidais de diferentes frequências. Em outras palavras, a análise de Fourier pode ser vista como uma técnica matemática que transforma a apresentação de um sinal temporal para o domínio da frequência (GRAPS, 1995). Uma desvantagem da utilização das séries de Fourier é que na transformação para o domínio da frequência a informação temporal é perdida, isto porque a representação da série baseia-se apenas em funções dependentes da frequência e não do tempo. Assim, ao observar a transformada de Fourier de um sinal é impossível dizer quando um determinado evento ocorreu, por isso este tipo de análise não é viável na investigação de fenômenos que possuem sinais não-estacionários (série temporal cujos momentos estatísticos, como "médias" e "variâncias", para diferentes intervalos de período constante apresentam-se estatisticamente distintos).

A análise de *Wavelet* é uma alternativa bastante interessante e tem se tornado uma ferramenta comum na análise de variações locais de intensidade dentro de uma série temporal. Ao contrário das séries de Fourier que tem como base as senóides, apresentando um comportamento tipicamente suave e previsível, as *Wavelets* apresentam forma irregular e assimétrica. Enquanto a análise de Fourier consiste na decomposição de um sinal original em ondas senoidais de várias frequências via

transformada de Fourier, na análise de *Wavelets* o mesmo sinal é decomposto em versões "deslocadas" (acresção de um retardo à *Wavelet*) e "escaloadas" (*Wavelet* alongada ou comprimida) via transformada de *Wavelets*. Sendo assim, a análise de *Wavelets* visa obter informações de frequência e de tempo (ou espaço) de uma série temporal através da análise destes dados. Isto é possível porque no caso das *Wavelets* as funções são dependentes de ambos os domínios, da frequência (via dilatação) e do tempo (via translação).

Na análise de *Wavelets* ocorre uma separação dos componentes da série de acordo com uma determinada frequência crítica, levando em consideração as dilatações e translações de uma onda ou série original, chamada "*Wavelet*-mãe". Sendo assim, a análise matemática realizada irá se basear na obtenção desta frequência crítica que será o divisor da série original em duas subséries: uma relativa aos componentes da série original que apresentam frequências inferiores ou iguais à frequência crítica, chamada "série aproximada" ou "aproximação", e outra relativa aos componentes da série original que apresentam frequências superiores ou iguais à frequência crítica, chamada "série detalhada" ou "detalhe" (HOMSY et al., 2000). A aproximação por sua vez é decomposta em um segundo nível de aproximação e detalhe. Este processo pode ser repetido por diversas vezes de acordo com o nível de decomposições n escolhido (Figura 5.1).

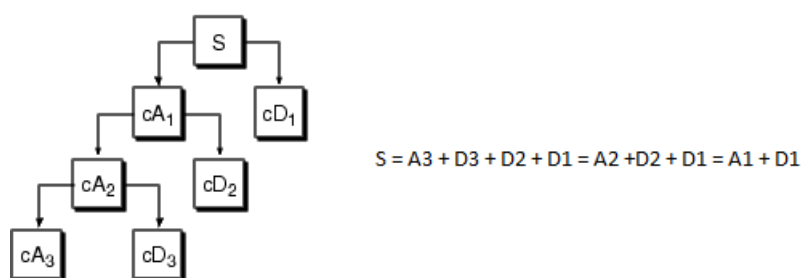


Figura 5.1 - Árvore de decomposição da Análise de Wavelets, sendo S o sinal original e cA_i e cD_i as séries aproximada e detalhada no nível i .
 Fonte: The MathWorks (2010)

O termo "funções de *Wavelet*" é genericamente utilizado para se referir a *Wavelets* ortogonais ou não-ortogonais. O uso de uma base ortogonal, ou seja, um grupo ortogonal de funções, implica no uso da transformada de *Wavelets* discreta (*Dis-*

crete *Wavelet Transform* - DWT), enquanto que as funções de *wavelets* não ortogonais podem ser utilizadas com a transformada de *Wavelets* contínua (*Continuous Wavelet Transform* - CWT) ou ainda a discreta (TORRENCE; COMPO, 1998). Ambas as transformadas e suas respectivas transformadas inversas possibilitam representar uma série temporal no domínio de tempo e frequência.

A transformada de *Wavelets* contínua é considerada como uma correlação entre um sinal $f(t)$ e uma família de funções com características variantes (na forma e largura por exemplo), conhecidas como funções de *Wavelets*. Estas funções são dilatadas ou contraídas por uma variável contínua a (escala) e por uma variável τ (translação) relacionadas à função *Wavelet-mãe* $\Psi(t)$, formando a chamada família *Wavelet*. Desta forma, a CWT pode ser representada por (ROCHA, 2008)

$$CWT(a, \tau) = \Psi(a, \tau) = \int_{-\infty}^{+\infty} f(t) \cdot \Psi_{a,\tau}(t) dt \quad (5.1)$$

A função *wavelet* $\Psi_{\tau,a}(t)$ é obtida através da função $\Psi(t)$ pela seguinte transformação:

$$\Psi_{a,\tau}(t) = \frac{1}{\sqrt{a}} \Psi\left(\frac{t - \tau}{a}\right) \quad (5.2)$$

Assim, a CWT pode ser interpretada como sendo a soma em todo domínio temporal do sinal multiplicado pelas versões escalonadas e deslocadas da função *Wavelet* ($\Psi_{\tau,a}(t)$) escolhida. No entanto, isto faz com que este tipo de transformada utilize infinitas translações e escalonamentos, o que a torna inviável no sentido de demanda de tempo e recursos computacionais. Sendo assim, a transformada discreta é mais indicada para a decomposição de sinais via *Wavelets* envolvendo aplicações práticas.

Para a DWT as variações de escala e translação ocorrem em intervalos discretos, o que pode ser feito a partir de uma modificação na *Wavelet* contínua (Equação 5.2) dada por (ROCHA, 2008):

$$\Psi_{k,l}(t) = \frac{1}{\sqrt{a_0^k}} \Psi\left(\frac{t - l\tau_0 a_0^k}{a_0^k}\right) \quad (5.3)$$

sendo k e l inteiros associados às variações da escala e translação discretas, respectivamente, $a_0 > 1$ é um parâmetro de dilatação fixo e τ_0 um fator de translação fixo.

A análise de sinais acaba se tornando mais eficiente através da utilização da trans-

formada discreta de *Wavelet*, para a qual as variações de escala e translação são diádicas, ou seja, baseadas em potência de 2, $a = 2^n$, lembrando que n é o nível de decomposição na Figura 5.1. Assim, a quantidade de dados utilizados deve ser divisível por a .

No presente trabalho, sendo os dados utilizados discretos e tendo em conta as vantagens da transformada discreta, esta foi a escolhida para auxiliar na identificação dos aglomerados. Mais especificamente, foi utilizada a Transformada Estacionária Discreta de *Wavelet* (*Discrete Stationary Wavelet Transform* - SWT), que é mais adequada ao problema em questão que a transformada discreta simples. A SWT é um algoritmo muito utilizado na análise de sistemas lineares, eficiente no processamento de sinais e fornece uma aproximação melhor que a DWT. Sua principal aplicação é na remoção de ruído (THE MATHWORKS, 2010).

A Transformada de *Wavelet* pode ser aplicada das mais variadas formas, permitindo a escolha de parâmetros como o nível de decomposição e a família. Existem diversas famílias de *Wavelets* originárias do escalonamento e translação da *Wavelet*-mãe, dentre elas estão (THE MATHWORKS, 2010):

- *Haar*: é a *wavelet* mais simples. Ela é descontínua e assemelha-se a uma função passo. (Figura 5.2)
- *Daubechies*: é uma *Wavelet* ortonormal que possibilita a análise de *Wavelet* discreta. Os nomes desta família de *Wavelets* são escritos como dbN^2 . A *wavelet* $db1$ é análoga à *Haar*. (Figura 5.3)
- *Biorthogonal*: esta família exibe a propriedade de fase linear, necessária à reconstrução de imagens e sinais. Neste caso utilizam-se duas *Wavelets*, uma para a decomposição (coluna indicada com índice (1) na Figura 5.4) e outra para a reconstrução do sinal (coluna indicada com índice (2) na Figura 5.4). Estes pares de *Wavelets* são chamados por $biorNr.Nd$, sendo Nr e Nd as ordens.
- *Coiflets*: são *Wavelets* aproximadamente simétricas. Os nomes desta família são escritos como $coifN$, para cada *Wavelet* de ordem N . (Figura 5.5)

² N representa o número de momentos nulos, o qual indica a suavidade da função, ou seja, quanto maior o número de momentos nulos, maior a compactação do sinal representado.

- *Symlets*: são *Wavelets* aproximadamente simétricas e derivadas da família Daubechies (ambas possuem propriedades similares). Estas são chamadas symN. (Figura 5.6).
- *Morlet*: é uma família de *Wavelet* complexa. Este tipo de *Wavelet* é ideal para o caso em que o sinal é oscilatório. (Figura 5.7)
- *Mexican Hat*: é um caso especial da família de *Wavelets* contínuas. Ela é proporcional à derivada segunda da função gaussiana. (Figura 5.8)

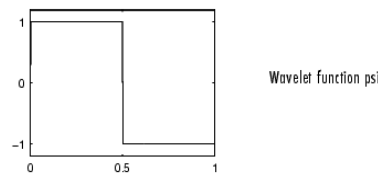


Figura 5.2 - Gráfico mostrando a forma da família de *Wavelets Haar*.
 Fonte: [The MathWorks \(2010\)](#)

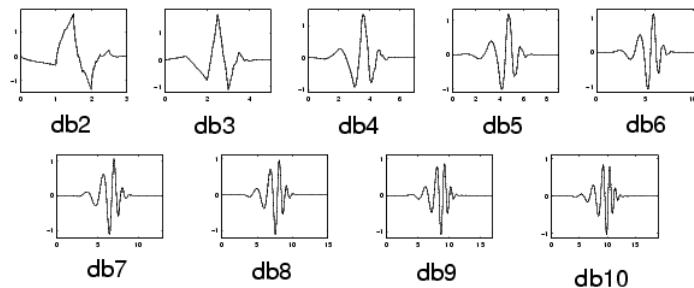


Figura 5.3 - Gráfico mostrando a forma da família de *Wavelets Daubechies*.
 Fonte: [The MathWorks \(2010\)](#)

5.2 Análise de Componentes Independentes

Métodos desenvolvidos para a separação de sinais são, em sua maioria, baseados na Análise de Componentes Independentes. Este tipo de análise é a melhor opção para sinais não gaussianos e com ordens estatísticas elevadas, já que o ICA utiliza estatística de ordens superiores (curtoses). O ICA está relacionado ao problema chamado

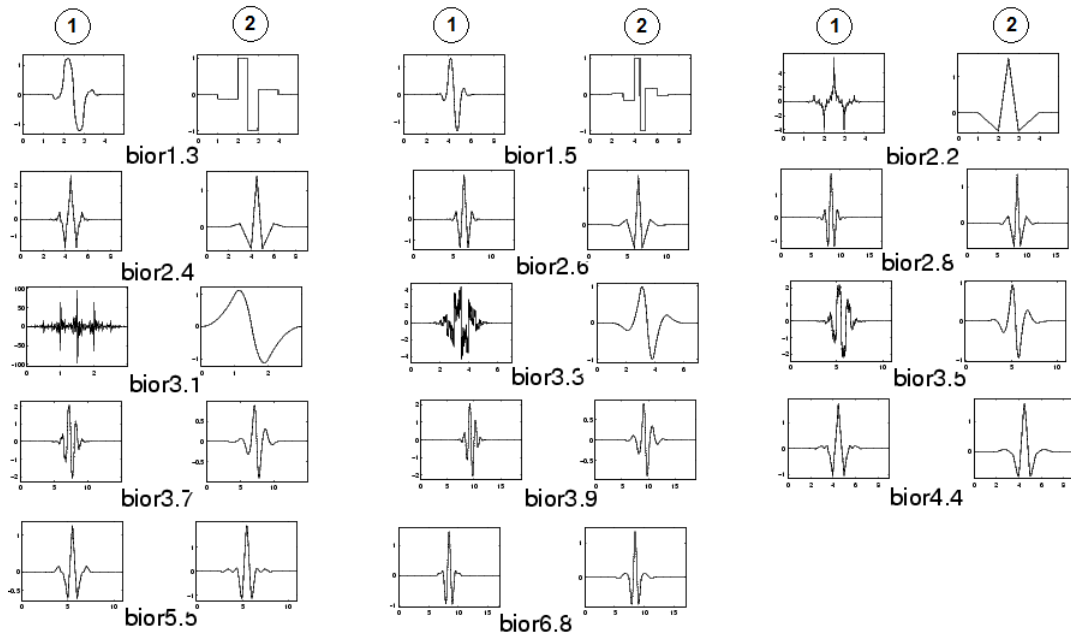


Figura 5.4 - Gráfico mostrando a forma da família de *Wavelets Biorthogonal*.
 Fonte: [The MathWorks \(2010\)](#)

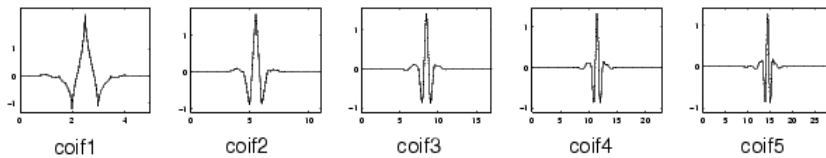


Figura 5.5 - Gráfico mostrando a forma da família de *Wavelets Coiflets*.
 Fonte: [The MathWorks \(2010\)](#)

Separação "cega" de Fontes (*Blind Source Separation* - BSS), que ocorre no processamento de dados multi-dimensionais sem que haja adição de informações. Uma "fonte" neste caso significa um sinal original, ou seja, uma componente independente. Já o conceito de "blind" ou "cega" se deve ao fato de que a fonte correspondente a cada sinal original é desconhecida, não havendo, a priori, nenhum tipo de informação sobre ela (HYVÄRINEN et al., 2001).

Este problema consiste basicamente em recuperar um grupo de m sinais estatisticamente independentes, a partir de m misturas destes sinais observadas instantaneamente (CARDOSO, 1994). Em outras palavras, o objetivo é estimar a matriz das

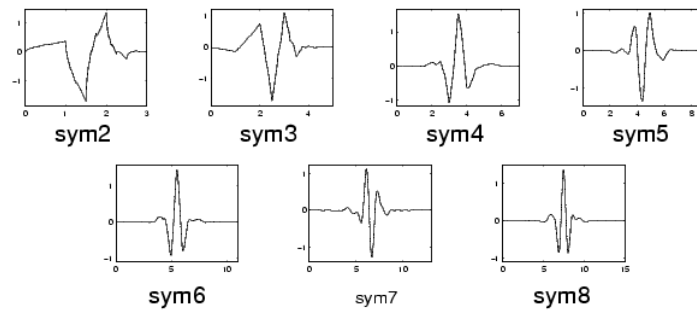


Figura 5.6 - Gráfico mostrando a forma da família de *Wavelets Symlets*.
 Fonte: The MathWorks (2010)

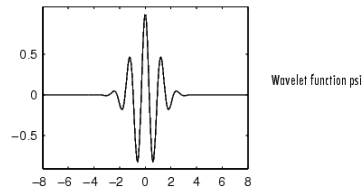


Figura 5.7 - Gráfico mostrando a forma da família de *Wavelets Morlets*.
 Fonte: The MathWorks (2010)

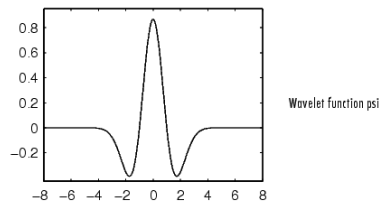


Figura 5.8 - Gráfico mostrando a forma da família de *Wavelets Mexican Hat*.
 Fonte: The MathWorks (2010)

fontes S (componentes independentes), e a matriz de mistura A , a partir da matriz X de combinações lineares das fontes individuais. Este modelo de mistura é descrito pela seguinte equação:

$$X = AS \tag{5.4}$$

em que X é uma matriz $m \times T$, sendo T o número de amostras observadas (cada linha é uma mistura do sinal das m fontes em uma frequência específica), S é uma

matriz $m \times T$ (cada linha é o sinal de uma determinada fonte) e A é uma matriz $m \times m$ inversível, que especifica as contribuições relativas aos sinais originais de S em X .

Para a aplicação e eficiência do método ICA é necessário que algumas restrições e detalhes sejam assumidos (HYVÄRINEN et al., 2001).

1. Assume-se que os componentes independentes são estatisticamente independentes.

Variáveis aleatórias y_1, y_2, \dots, y_n são ditas ser independentes se as informações contidas na variável y_1 não influenciam as informações contidas em y_2 , ou seja, uma variável não fornece informações a respeito de outra.

2. Os componentes independentes devem ter distribuições não gaussianas.

Para distribuições gaussianas os cumulantes de altas ordens são nulos, o que impossibilita a aplicação do modelo ICA, já que as informações de altas ordens são essenciais em sua estimativa.

3. Por simplicidade, assume-se que a matriz mista é quadrada.

Considera-se o número de componentes independentes igual ao número de misturas observadas (é possível não assumir tal característica, para detalhes veja HYVÄRINEN et al. (2001)). Sendo assim, estimar a matriz A a partir de X permite determinar a matriz de separação $B = A^{-1}$, encontrando, por fim, as componentes independentes S (CARDOSO, 1999):

$$S = BX. \tag{5.5}$$

Para tal é necessário assumir também que a matriz de mistura seja inversível.

Além destas restrições do modelo ICA é importante mencionar também suas indeterminações.

1. Não é possível determinar as variâncias (intensidades) dos componentes independentes.

Não é possível calcular as energias ou as amplitudes dos sinais. Como a amplitude do sinal das componentes é inicialmente desconhecida, o que pode ser feito é fixar

estes valores. A forma mais natural de se fazer isto é assumir a variância dos sinais originais igual a um. Sendo assim, a matriz A será adaptada ao ICA levando em conta esta restrição, conseqüentemente não será possível determinar a intensidade real das componentes independentes. Por isso os sinais originais quando separados podem surgir invertidos. Assim, se um componente independente for multiplicada por -1 , o modelo não é afetado. Esta ambigüidade, felizmente, não apresenta grandes problemas na maioria dos casos.

2. Não é possível saber a ordem das componentes independentes.

De forma a saber a ordem das componentes independentes, ou seja, a ordem com que elas são dispostas nas linhas da matriz S , seria necessário alguma informação sobre a matriz de mistura. Como, por definição, esta matriz é desconhecida a ordem dos componentes pode-se alterar livremente.

5.3 JADE

O JADE é uma típica técnica estatística originalmente introduzida por [Cardoso e Souloumiac \(1993\)](#). Este método ICA assume o modelo de mistura simples dado em 5.4, no qual as fontes resultantes em S são processos aleatórios não-gaussianos e com uma alta razão sinal-ruído. No entanto, o modelo de mistura que ocorre em casos reais é dado por

$$X = AS + N \tag{5.6}$$

em que N , uma matriz $m \times T$, é a contribuição do ruído existente. Esta equação representa uma situação real, afirmando que as observações consistem de misturas lineares das componentes além do sinal referente ao ruído aditivo. Como o JADE não é eficiente na presença de ruído, assumindo $N \sim 0$, é necessário um pré-processamento dos dados, antes de sua utilização, de forma a reduzir o ruído.

Antes de detalhar a forma como é executada a separação das componente serão resumidos alguns conceitos relevantes a respeito das propriedades de cumulantes, já que o JADE se baseia nesta teoria estatística.

5.3.1 Propriedade dos Cumulantes

Cumulantes: Definição e Propriedades

Considere $\Psi(t)$ a função característica (função que gera os cumulantes) de uma

variável aleatória r e dada por (HYVÄRINEN et al., 2001):

$$\Psi(t) = \mathbf{E}[\exp(rt)] \quad (5.7)$$

sendo $\mathbf{E}[\cdot]$ a esperança matemática.

Os coeficientes da expansão em séries de Taylor do logaritmo de $\Psi(t)$ são denominados cumulantes. Os quatro primeiros cumulantes da variável r obtidos com a manipulação da função característica são

$$\begin{aligned} Cum_1(r) &= \mathbf{E}[r] \\ Cum_2(r) &= \mathbf{E}[r^2] - \mathbf{E}[r]^2 \\ Cum_3(r) &= \mathbf{E}[r^3] - 3\mathbf{E}[r]\mathbf{E}[r^2] + 2\mathbf{E}[r]^3 \\ Cum_4(r) &= \mathbf{E}[r^4] - 4\mathbf{E}[r]\mathbf{E}[r^3] - 3\mathbf{E}[r^2]^2 + 12\mathbf{E}[r]^2\mathbf{E}[r^2] - 6\mathbf{E}[r]^4 \end{aligned} \quad (5.8)$$

Os cumulantes de 4^a ordem, também denominados curtoses³, são os mais importantes para o ICA, já que o cumulante de 4^a ordem de uma variável gaussiana é nulo. Para o caso de uma variável aleatória cuja média é nula os cumulantes de 4^a ordem são definidos por

$$Cum_4(r) = kurt(r) = \mathbf{E}[r^4] - 3(\mathbf{E}[r^2])^2 \quad (5.9)$$

Outras duas propriedades relevantes dos cumulantes são (HYVÄRINEN et al., 2001):

1. apresentam características de linearidade, ou seja, dadas as variáveis aleatórias r_1 e r_2 e sendo α um escalar tem-se

$$Cum_4(r_1 + r_2) = Cum_4(r_1) + Cum_4(r_2), \quad (5.10)$$

$$Cum_4(\alpha r_1) = \alpha^4 Cum_4(r_1), \quad (5.11)$$

2. cumulantes cruzados de variáveis aleatórias independentes são nulos. Os cumulantes cruzados são aqueles que envolvem pelo menos duas variáveis independentes em seu cálculo. Considerando o vetor aleatório \mathbf{r} de média zero, seus cumulantes

³Curtose é o grau de achatamento de uma distribuição, ou ainda quanto uma curva será achatada em relação a uma curva normal de referência.

cruzados de segunda, terceira e quarta ordem são dados por

$$\begin{aligned}
Cum(x_i, x_j) &= \mathbf{E}(x_i x_j) \\
Cum(x_i, x_j, x_k) &= \mathbf{E}(x_i x_j x_k) \\
Cum(x_i, x_j, x_k, x_l) &= \mathbf{E}(x_i x_j x_k x_l) - \mathbf{E}(x_i x_j) \mathbf{E}(x_k x_l) - \mathbf{E}(x_i x_k) \mathbf{E}(x_j x_l) \\
&\quad - \mathbf{E}(x_i x_l) \mathbf{E}(x_j x_k)
\end{aligned} \tag{5.12}$$

Tensor de cumulantes

Estudos relacionados à ICA abrangem principalmente estatísticas de segunda e quarta ordem. Serão considerados aqui apenas os tensores cumulantes de quarta ordem que serão denominando simplesmente tensor cumulante. Sendo assim, um tensor é um vetor de quatro dimensões cujas entradas são dadas pelos cumulantes cruzados de quarta-ordem dos dados: $cum(x_i, x_j, x_k, x_l)$, com índices de 1 a n .

Lembrando da propriedade de linearidade dos cumulantes podemos dizer que todos os cumulantes de quarta ordem de combinações lineares de x_i podem ser obtidos como combinações lineares de cumulantes de x_i . Por exemplo, a curtose de uma combinação linear é dada por (HYVÄRINEN et al., 2001)

$$\begin{aligned}
kurt \sum_i w_i x_i &= Cum\left(\sum_i w_i x_i, \sum_j w_j x_j, \sum_k w_k x_k, \sum_l w_l x_l\right) \\
&= \sum_{ijkl} w_i^4 w_j^4 w_k^4 w_l^4 cum(x_i, x_j, x_k, x_l)
\end{aligned} \tag{5.13}$$

Assim os cumulantes de quarta ordem contém todas as informações de quarta ordem dos dados.

Já o tensor cumulante é um operador linear definido pelos cumulantes de quarta ordem $cum(x_i, x_j, x_k, x_l)$. Neste caso a transformação linear se dá no espaço de matrizes $n \times n$ e não no espaço de vetores n -dimensionais. Assim o i, j -ésimo elemento da matriz dada pela transformação é definido como (HYVÄRINEN et al., 2001)

$$\mathbf{F}_{ij}(\mathbf{M}) = \sum_{kl} m_{kl} cum(x_i, x_j, x_k, x_l) \tag{5.14}$$

sendo m_{kl} os elementos da matriz transformada \mathbf{M} .

O tensor cumulante é um operador linear simétrico desde que a ordem das variáveis em $cum(x_i x_j x_k x_l)$ não faça diferença. Desta forma tal tensor possui uma decomposição em auto valores. Uma "automatriz" do tensor é, por definição, tal que

$$\mathbf{F}(\mathbf{M}) = \lambda \mathbf{M} \quad (5.15)$$

ou seja, $\mathbf{F}_{ij}(\mathbf{M}) = \lambda \mathbf{M}_{ij}$, sendo λ o autovalor escalar.

A decomposição em autovalores do tensor cumulante permite a obtenção dos componentes independentes. Este fato será melhor explorado na seção seguinte.

5.3.2 Separação dos componentes independentes

Nesta seção será discutido como o algoritmo JADE realiza a separação cega baseado em estruturas algébricas. Sendo este algoritmo um método ICA ele segue algumas etapas de processamento dos dados até a obtenção dos componente independentes (HYVÄRINEN et al., 2001). Tais etapas são descritas resumidamente a seguir.

5.3.2.1 Centralização e Branqueamento

O JADE assume que ambas, as variáveis de mistura e os componentes independentes (sinais), possuem média zero. Sendo assim, inicialmente faz-se a remoção da média de cada sinal de entrada (cada linha da matriz X) num processo de "centralização das variáveis". Isto faz com que cada componente de saída (cada linha de S) possua também média zero (Equação 5.5).

Em seguida o JADE, como a maioria dos algoritmos ICA, realiza o branqueamento dos componentes observados (sinais de entrada). As entradas (linhas) de X são ditas "brancas" se elas são não-correlacionada (covariância nula) e apresentam variância igual a 1. Como foi realizado um processo de centralização cada entrada de X possui média zero, por isso já são não-correlacionadas. Considerando o modelo descrito pela Equação 5.4 o branqueamento de X se tornará completo através da matriz de branqueamento V , que é o inverso da raiz quadrada da matriz de covariância dos dados, gerando assim o vetor branco $Z = VX = VAS$. A partir disto obtém-se uma nova matriz de mistura $W^T = VA$ que é ortogonal, o que é útil pelo fato de que o cálculo desta matriz irá se restringir ao espaço de matrizes ortogonais (HYVÄRINEN et al., 2001; PIRES et al., 2006).

5.3.2.2 Identificação da matriz de mistura e dos componentes independentes

Como dito na subseção anterior, a equação para o modelo ICA após o branqueamento dos dados é dada por

$$Z = VAS = W^T S \quad (5.16)$$

Como a matriz de mistura W^T é ortogonal, ela é a transposta da matriz de separação W para os dados branqueados.

O tensor cumulante de Z possui uma estrutura especial que pode ser percebida a partir da decomposição em autovalores. Para tal será considerado que toda matriz da forma

$$\mathbf{M} = \mathbf{w}_m \mathbf{w}_m^T \quad (5.17)$$

para $m=1, \dots, n$, seja uma automatriz da Equação 5.15, sendo o vetor \mathbf{w}_m uma das linhas da matriz W , e portanto uma das colunas da matriz de mistura branqueada W^T . A prova desta afirmação é obtida desenvolvendo a expressão para os elementos do tensor neste caso (vide Equação 5.14)

$$\mathbf{F}_{ij}(\mathbf{M}) = \sum_{kl} w_{mk} w_{ml} \text{cum}(z_i, z_j, z_k, z_l). \quad (5.18)$$

Fazendo uso das propriedades de linearidade dos cumulantes, além da independência dos componentes de S , é obtida a seguinte expressão resultante, cujos detalhes de cálculo pode ser encontrado em [HYVÄRINEN et al. \(2001\)](#),

$$\mathbf{F}_{ij}(\mathbf{w}_m \mathbf{w}_m^T) = w_{mi} w_{mj} \text{kurt}(s_m). \quad (5.19)$$

Considerando a Equação 5.15 conclui-se que os correspondentes autovalores são dados pelas curtoses dos componentes independentes (s_m). Com isso ocorre que, conhecendo as automatrizes do tensor cumulante é possível obter os componentes independentes. Isto porque se os autovalores do tensor, ou seja, as curtoses dos componentes independentes, são distintos, cada automatriz corresponde a um autovalor não nulo da forma $\mathbf{w}_m \mathbf{w}_m^T$, fornecendo uma das colunas da matriz de mistura.

No entanto, caso os autovalores não sejam distintos as automatrizes não são definidas de forma única, qualquer combinação linear das matrizes $\mathbf{w}_m \mathbf{w}_m^T$ podem ser automatrizes e corresponder ao mesmo autovalor. O que o JADE faz é resolver este problema

de idênticos autovalores do tenso cumulante, já que é preciso garantir que estes sejam distintos para que se possa realizar a identificação cega.

Segundo [HYVÄRINEN et al. \(2001\)](#), a decomposição em autovalores pode ser vista como uma diagonalização. Portanto este algoritmo é baseado na decomposição em autovalores, ou seja, é como uma diagonalização de $\mathbf{F}(\mathbf{M})$ através da sua multiplicação pela matriz W para qualquer \mathbf{M} :

$$\mathbf{Q} = \mathbf{W}\mathbf{F}(\mathbf{M}_i)\mathbf{W}^T \quad (5.20)$$

Em outras palavras, a matriz Q é diagonal, isto porque \mathbf{F} é uma combinação linear de termos da forma $\mathbf{w}_i\mathbf{w}_i^T$ (Equação 5.15). Sendo assim é necessário considerar diversas matrizes M_i de forma a tornar Q o mais diagonal possível.

A diagonalidade da matriz Q pode ser medida como a soma dos elementos fora da diagonal: $\sum_{k \neq l} q_{kl}^2$. Como a matriz W é ortogonal sua multiplicação por outra matriz não altera a soma total dos quadrados dos elementos dessa matriz, assim minimizar a soma dos quadrados dos elementos fora da diagonal é equivalente a maximizar a soma dos quadrados dos elementos da diagonal. Sendo assim, esta algoritmo tem como objetivo maximizar a seguinte equação:

$$\mathfrak{J}_{JADE}(\mathbf{W}) = \sum_i \|\text{diag}(\mathbf{W}\mathbf{F}(\mathbf{M}_i)\mathbf{W}^T)\|^2 \quad (5.21)$$

Portanto a maximização de \mathfrak{J}_{JADE} é um método de diagonalização conjunta aproximada de $\mathbf{F}(\mathbf{M}_i)$. As matrizes M_i são escolhidas dentre as automatrizes do tensor cumulante, que são matrizes que darão todas as informações relevantes aos cumulantes pois partilham do mesmo espaço que o tensor cumulante.

O ponto principal do algoritmo JADE está na seleção das matrizes de cumulantes envolvidas na estimativa das fontes originais. As matrizes de cumulantes podem ser exatas e conjuntamente diagonalizadas quando o modelo permite (por exemplo $X = AS$), o que não ocorre quando são processados dados na presença de ruído. Desta forma não é possível, em geral, assegurar que o algoritmo encontre uma solução adequada ([CARDOSO, 1999](#)). Esta é, sem dúvida, mais uma razão que comprova a importância da seleção correta das matrizes de cumulantes, pois no caso de dados do mundo real, a impossibilidade de realizar a diagonalização conjunta exata, corresponde a impossibilidade de encontrar os componentes independentes S . Assim,

fazer um conjunto máximo de matrizes de cumulantes tão diagonais quanto possível, coincide com fazer os componentes de S tão independentes quanto possível. Para mais detalhes vide [HYVÄRINEN et al. \(2001\)](#) e [Cardoso \(1999\)](#).

5.4 SExtractor

O SExtractor (*Source-Extractor*) ([BERTIN; ARNOUITS, 1996](#)) é um programa utilizado na construção de catálogos de objetos a partir de uma imagem astronômica. Ele é especialmente destinado à redução de dados referentes a grandes surveys extragalácticos, mas também possui um bom desempenho em campos estelares.

A análise completa de uma imagem é feita basicamente em 2 passos. O primeiro é a construção de um modelo do fundo de céu, além da estimativa de estatísticas globais dos dados. No segundo passo o fundo de céu é subtraído da imagem, e então esta é filtrada e os objetos identificados. Estas detecções são então separadas, limpas, passam por um procedimento de fotometria e são então escritas no catálogo de saída. As principais etapas executadas pelo SExtractor são mostradas no diagrama esquemático da [Figura 5.9](#) e sucintamente descritas a seguir.

Estimativa do fundo de céu

Em cada píxel da imagem analisada o valor medido é a soma do sinal de fundo e do sinal da fonte de interesse. Para a detecção dos objetos, inclusive os menores, e obter um valor acurado do fluxo destes objetos é necessário estimar de forma precisa o nível do fundo de céu em cada parte da imagem, montando uma espécie de "mapa de fundo" do céu. A construção deste mapa do fundo é realizada através de uma passagem sobre todos os píxeis de forma a estimar o fundo local de cada malha formando uma "rede" cobrindo toda a imagem ([ASTROMATIC, 2010](#)).

Uma vez que a rede foi configurada um filtro mediano é aplicado de forma a eliminar possíveis superestimativas locais devido aos objetos brilhantes. Assim, o mapa de fundo resultante é uma espécie de interpolação simples entre as malhas da rede.

Filtragem

A aplicação do software é feita sobre dados na presença de ruído. Por este motivo é necessário uma filtragem adaptada às características da imagem antes da detecção dos objetos, de forma a reduzir a contaminação devido aos "picos de ruído", para que durante a detecção o software não confunda um pico de ruído como sendo um objeto. Esta filtragem realiza, em suma, uma suavização da imagem.

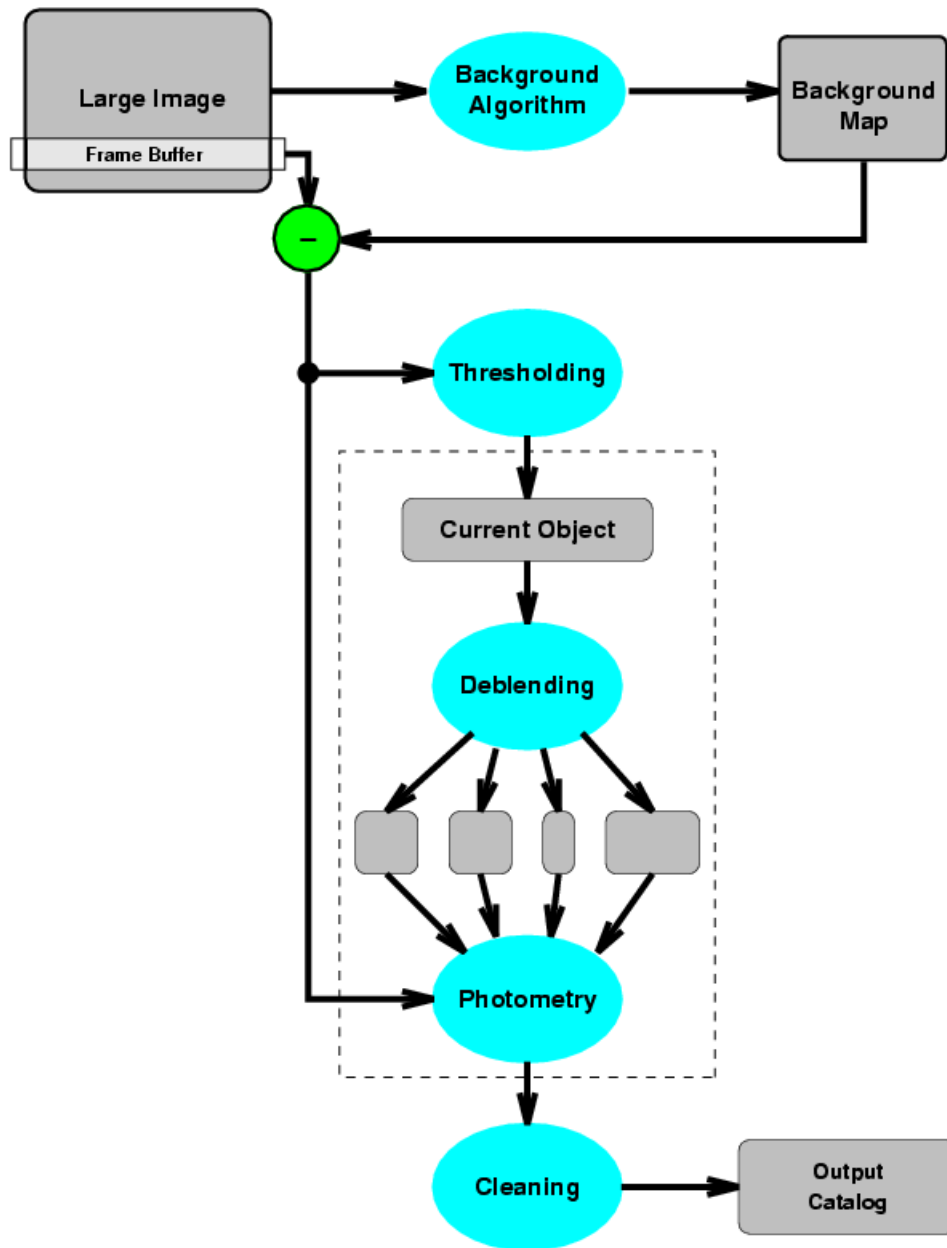


Figura 5.9 - Diagrama esquemático das etapas executadas pelo SExtractor.
 Fonte: Holwerda (2005)

Neste software estão disponíveis quatro tipos de filtros (HOLWERDA, 2005): Gaussiano (um grupo de funções Gaussianas com FWHM entre 1,5 e 5 píxels), um filtro de *Wavelet* da família *Mexican hat* (executa uma filtragem do tipo passa-banda com FWHM entre 1,5 e 5 píxels, é utilizado em campos estelares muito povoados),

tophat (utilizadas na detecção de objetos de baixo brilho superficial) e blockfunction (função do tipo "bloco"), de vários tamanhos e todos normalizados. Existe ainda a possibilidade de se utilizar um tipo de filtro chamado "default", correspondente a uma pequena função piramidal.

"Thresholding" ou Identificação dos objetos

A identificação dos objetos é feita através de um processo chamado thresholding, que é aplicado à imagem após a subtração do céu de forma isolar um grupo de pixels conectados. Estes grupos são constituídos por pixels cujos valores excedem o limite do fundo de céu. Cada conjunto de pixels é então identificado como uma detecção, definindo posição e forma aproximadas do objeto (ASTROMATIC, 2010).

Separação dos objetos

Após a identificação dos objetos é necessário verificar a existência de eventuais "overlaps", ou seja, superposição de objetos, o que normalmente ocorre em campos muito povoados ou quando o limite (*threshold*) utilizado é muito baixo. O método de separação adotado pelo SExtractor é baseado em *multi-thresholding* (ASTROMATIC, 2010), que pode ser utilizado para qualquer tipo de objeto mas não consegue executar a separação quando os objetos estão próximos ao ponto de não haverem "celas". Este método inicialmente separa cada grupo de pixels conectados, identificados em relação a um determinado limite, em N níveis identificando os picos existentes, como na Figura 5.10. Esta Figura mostra um conjunto de pixels conectados identificados acima de determinado limite, este conjunto inicialmente identificado como sendo um objeto é então separado em dois componente A e B.

Fotometria

Na aplicação do SExtractor há a possibilidade de se calcular quatro tipos de magnitude: isofota, isofota-corrigida, abertura-fixa e abertura adaptativa. A primeira é a mais simples, em que o limite da detecção é utilizado como sendo a isofota mais baixa. A isofota corrigida é uma maneira rápida e "suja" de se recuperar do fluxo perdido no cálculo da magnitude isofota. A magnitude de abertura-fixa estima o fluxo acima do limite de céu dentro de uma abertura circular. Já a magnitude adaptativa fornece a estimativa mais precisa da magnitude total dos objetos. Detalhes deste procedimento do SExtractor pode ser encontrado em Astromatic (2010), Bertin e Arnouts (1996).

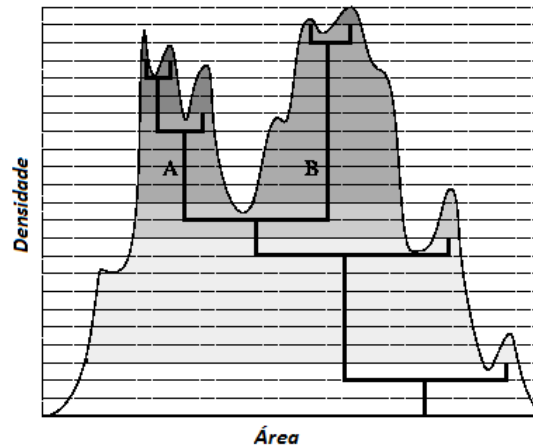


Figura 5.10 - Diagrama esquemático do método utilizado na separação de um objeto composto. Neste caso o objeto original será dividido em dois componentes A e B.

Fonte: Adaptado de [Astromatic \(2010\)](#)

Limpeza

Uma possível estimativa de um baixo limite para a identificação dos objetos pode acarretar falsas detecções. Isto ocorre porque o fundo de céu pode ser localmente mais alto fazendo com que o limite estimado seja relativamente baixo nesta região. A solução para este problema é realizar um procedimento de limpeza "*cleaning*" ([BERTIN; ARNOUITS, 1996](#)) antes dos objetos identificados serem colocados em um catálogo. O que o SExtractor faz é calcular a contribuição de cada objeto vizinho ao brilho superficial médio, de forma a verificar se determinada detecção teria sido feita na ausência destes. Este valor é então subtraído, e caso o brilho superficial médio ainda permaneça acima do limite de detecção o objeto é aceito no catálogo.

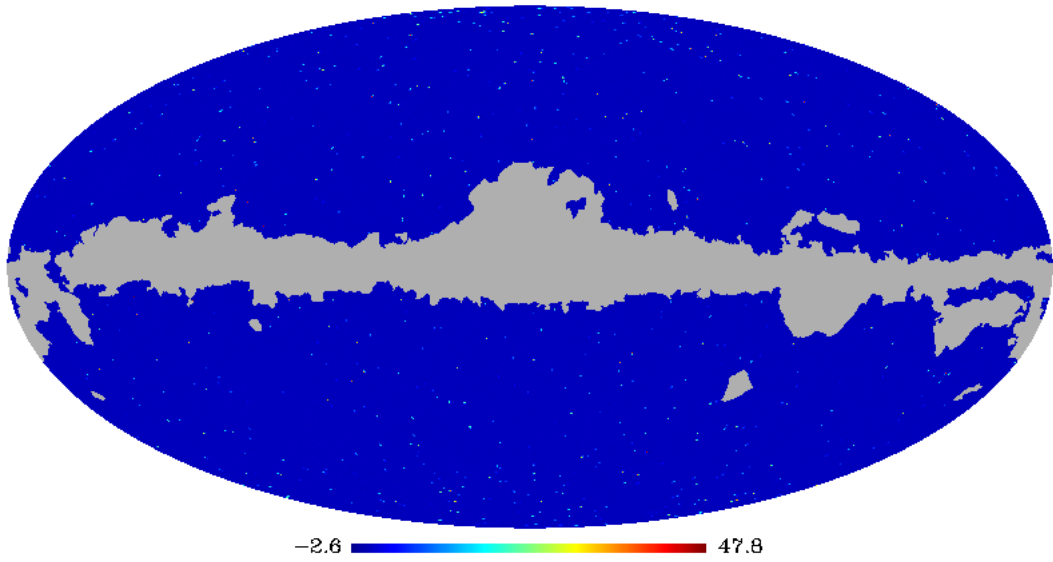
6 ANÁLISE E RESULTADOS

Para alcançar o objetivo do trabalho foi utilizado o algoritmo JADE para a separação cega de fontes e assim obter um mapa apenas com o efeito SZ para em seguida identificar suas posições e intensidades. De forma a testar o algoritmo, ele foi inicialmente aplicado a mapas com $N_{side} = 512$ sem a presença de ruído. Primeiro aos mapas simulados em 143 e 353 GHz compostos apenas das componentes referentes à RCFM e efeito SZ e em sequência em mapas compostos de RCFM, efeito SZ, emissão síncrotron e de poeira nas frequências de 143, 217, 353 e 545 GHz, ambos convoluídos com o feixe gaussiano de largura correspondente aos instrumentos do Planck. Lembrando que o modelo ICA obedecido pelo JADE é dado na Equação 5.4, a matriz de entrada X foi montada de tal forma que suas linhas fossem preenchidas com mapas em diferentes frequências. Como não havia ruído a simples aplicação do JADE permitiu estimar, de forma precisa, a matriz de mistura A e conseqüentemente os componentes independentes, ou seja, as fontes, como pode ser constatado na Figura 6.1. Esta eficiência do JADE na ausência de ruído era inicialmente esperada, já que o JADE foi desenvolvido para ser aplicado em situações como esta.

No entanto, não é interessante que se consiga identificar os aglomerados apenas em situações "ideais" (ausência de ruído), pois a realidade das observações está muito distante da ideal. O passo seguinte foi, portanto, aplicar o JADE a outros conjuntos de mapas incluindo diferentes tipos de ruído (Capítulo 4), o que requer a utilização de outras ferramentas auxiliares, estas já descritas no capítulo anterior.

O procedimento completo adotado na identificação dos aglomerados (Figura 6.2) se divide em basicamente quatro passos: um pré-processamento (*denoising*) dos dados, separação das componentes pelo JADE, a calibração do mapa recuperado e por fim a aplicação do software SExtractor para a identificação da posição e intensidade de cada aglomerado encontrado. Neste capítulo é detalhado todo este procedimento, bem como os resultados encontrados para cada um dos quatro conjunto de mapas no qual ele foi aplicado.

Efeito SZ recuperado



Efeito SZ recuperado

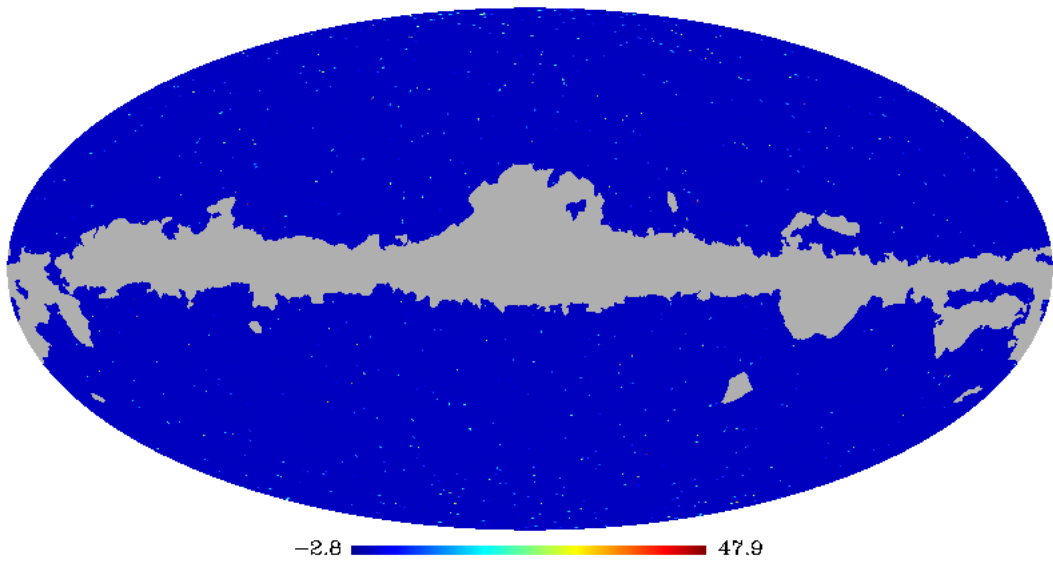


Figura 6.1 - Mapas de efeito SZ recuperado pelo JADE a partir das combinações de RCFM e efeito SZ, mostrada no mapa superior, e RCFM, efeito SZ, emissão síncrotron e de poeira, mostrada no mapa inferior.

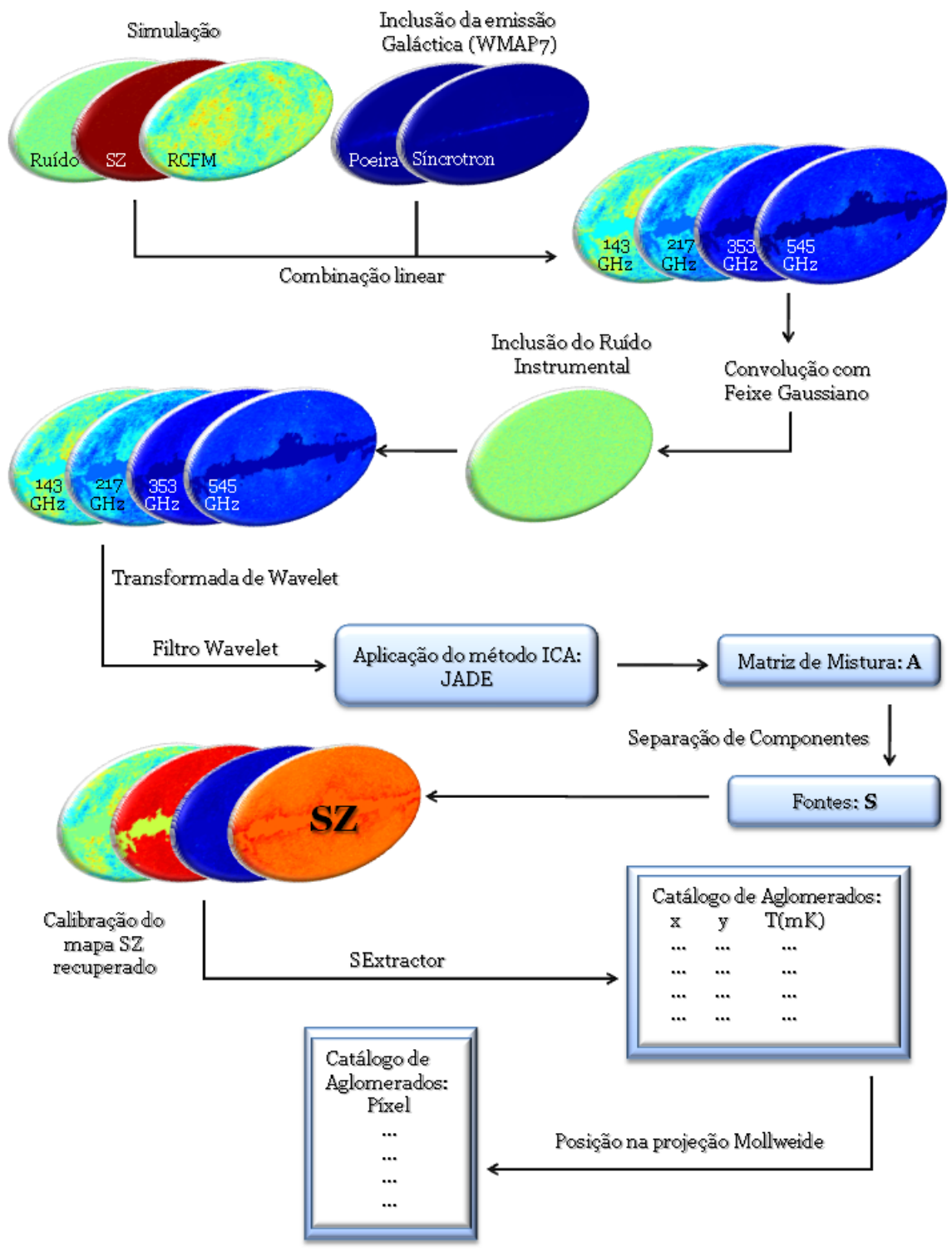


Figura 6.2 - Diagrama resumindo o procedimento utilizado na separação da componente relativa à emissão SZ nos mapas sintéticos.

6.1 Pré-processamentos dos dados e a separação das componentes

A presença de ruído instrumental nos quatro conjuntos de dados simulados exige a execução de um pré-processamento para limpeza dos dados. Este pré-processamento se inicia com a transformada de *Wavelet* de cada um dos mapas. Este procedimento foi adotado devido ao fato de que a transformada para o espaço de *Wavelet* tende a reter as informações contidas nos píxeis enquanto faz uma média da contribuição do ruído, assim consegue ressaltar as estruturas dos dados (PIRES et al., 2006).

A transformada de *Wavelet* pode ser aplicada de diversas formas de acordo com a família, a ordem e o nível escolhidos. A escolha da família foi feita lembrando que as *Daubechies* (*db*) possibilitam a análise discreta dos dados. Sendo assim, optou-se por fazer a *SWT*, eficiente no processamento de sinais, utilizando a família *db*.

Em seguida foram realizados diversos testes variando a ordem e o nível na aplicação da transformada. Comparando os resultados obtidos com o JADE em cada teste chegou-se à conclusão de que os melhores são aqueles obtidos fazendo uso da ordem $N = 3$ (*db3*) com nível de decomposição de $n = 5$ (Figura 5.1). Vale lembrar que quanto maior o nível utilizado na transformação mais livres de ruído estarão os dados. No entanto, o que pôde-se verificar das diversas tentativas é que existe um nível ideal, acima do qual ocorre uma espécie de "saturação" fazendo com que os resultados sejam prejudicados, por isso a necessidade de se realizar diversos testes em busca da ordem e nível ideais.

Após a transformação dos dados para o espaço de *Wavelets* foi utilizado um tipo de filtro também baseado na análise de *Wavelets* que minimiza o nível de ruído antes da aplicação do JADE. Este algoritmo, chamado *denoiseEm*, está disponível no *website* http://www.clear.rice.edu/elec301/Projects01/dig_hear_aid/Code/denoiseEm.m.

Por fim o JADE foi então aplicado sobre os dados no espaço de *Wavelets* pré-processados obtendo então a matriz de mistura A . A partir da multiplicação de sua inversa pela matriz de entrada X (Equação 5.5) de forma a obter a matriz S dos componentes. Este procedimento pôde ser realizado porque a aplicação da transformada de *Wavelet* não afeta a matriz A , apenas faz com que ela seja calculada de forma mais precisa. Uma vez que a matriz A foi cuidadosamente calculada, ela foi aplicada aos dados de entrada de forma a extrair o mapa SZ .

Este procedimento foi aplicado aos quatro conjuntos de mapas construídos de acordo

com o Capítulo 4. Os resultados obtidos com a separação das componentes para cada um deles são apresentados nas Figuras 6.3, 6.4, 6.5 e 6.6. Como o objetivo do trabalho em questão é a identificação dos aglomerados de galáxia, apenas a componente recuperada referente ao efeito SZ foi apresentada, omitindo as outras componentes encontradas. Apenas para ilustração todas as componentes identificadas pelo método quando aplicado ao quarto conjunto de mapas ($N_{side} = 1024$) são apresentadas no Apêndice A.

Efeito SZ recuperado com primeiro conjunto de mapas

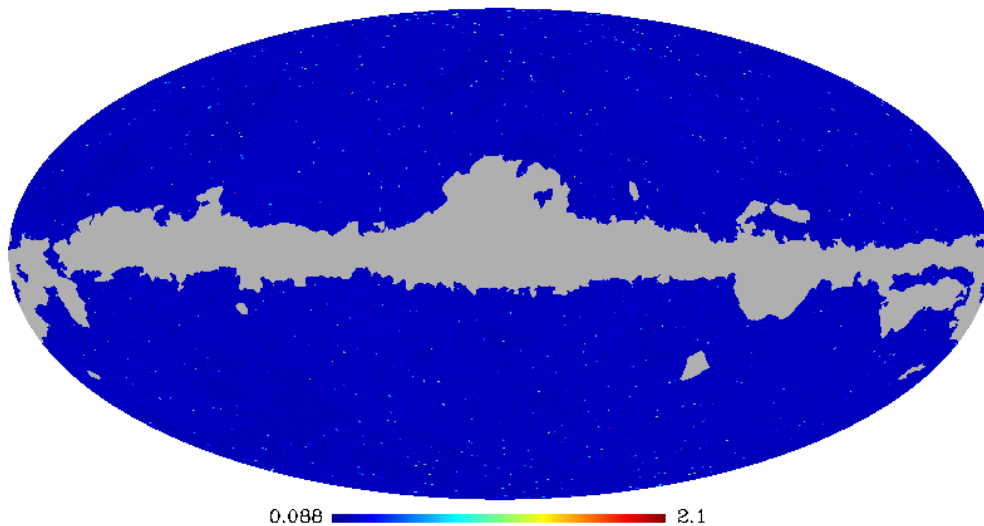


Figura 6.3 - Mapa de efeito SZ recuperado pelo JADE a partir dos mapas da combinação de RCFM, efeito SZ e ruído instrumental com $N_{side} = 512$.

Efeito SZ recuperado com o segundo conjunto de mapas

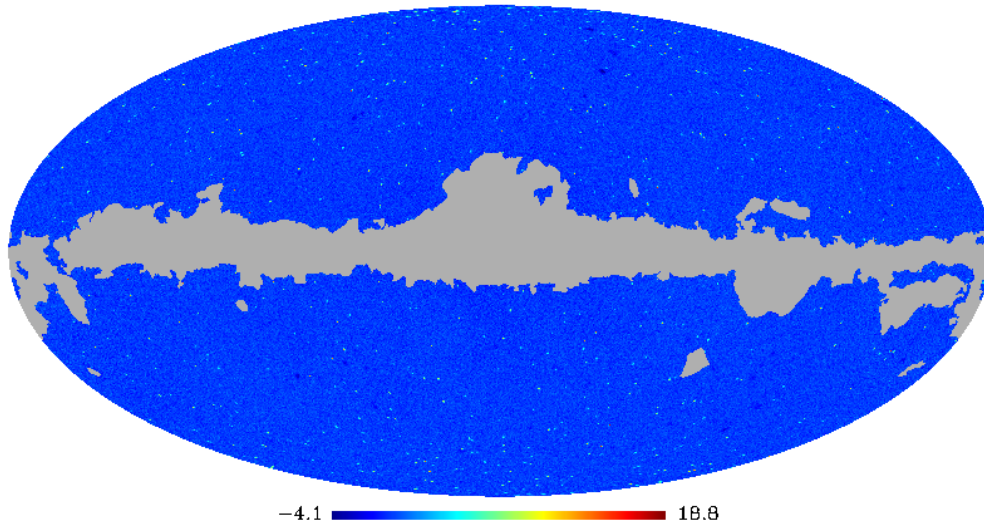


Figura 6.4 - Mapa de efeito SZ recuperado pelo JADE a partir dos mapas da combinação de RCFM, efeito SZ, emissão Síncrotron e de Poeira e ruído instrumental com $N_{side} = 512$.

Efeito SZ recuperado com o terceiro conjunto de mapas

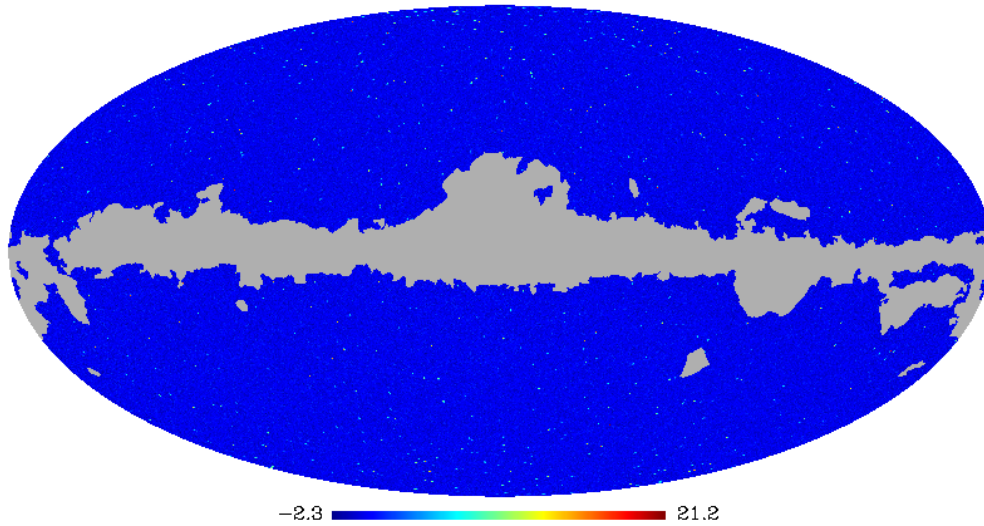


Figura 6.5 - Mapa de efeito SZ recuperado pelo JADE a partir dos mapas da combinação de RCFM, efeito SZ, emissões Síncrotron, de Poeira e Livre-livre e ruído instrumental com $N_{side} = 512$.

Efeito SZ recuperado com o quarto conjunto de mapas

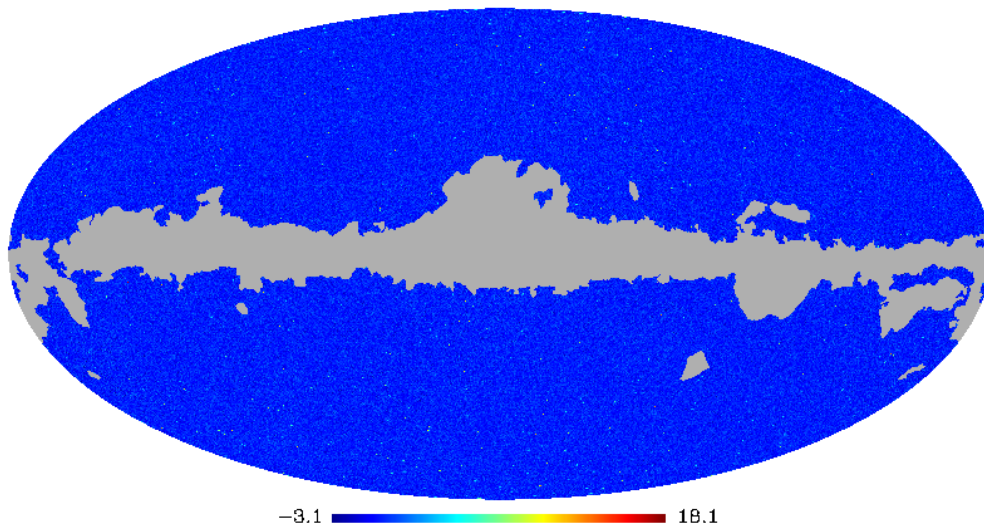


Figura 6.6 - Mapa de efeito SZ recuperado pelo JADE a partir dos mapas da combinação de RCFM, efeito SZ, emissões Síncrotron, de Poeira e Livre-livre e ruído instrumental com $N_{side} = 1024$.

Como pode-se perceber destes resultados, a escala de temperatura com a qual os mapas de efeito SZ são recuperados não corresponde à escala dos mapas simulados, o que confirma o fato de que o JADE perde informações de calibração durante o processamento dos dados. Por este motivo faz-se necessário recuperar a calibração relativa a cada uma das frequências, procedimento este realizado na próxima seção.

6.2 Calibração dos resultados do JADE

O método apropriado para a calibração dos mapas recuperados é derivado de um teste inicial, que analisa o mapa recuperado comparando-o com o simulado de forma a verificar como a perda da calibração ocorre para cada região do mapa. Em seguida, conhecido este detalhe, o método final é desenvolvido, como é detalhado a seguir.

Análise inicial

O primeiro conjunto de mapas: RCFM, efeito SZ e ruído instrumental, com $N_{side}=512$, foi utilizado para verificar como a perda de calibração pelo JADE ocorre. Para tal foi desenvolvido o seguinte procedimento:

Conhecidas as posições nas quais os aglomerados sintéticos foram inseridos nos ma-

pas durante a simulação escolheu-se aleatoriamente um aglomerado em cada um dos quadrantes. Tomando os valores de temperatura ΔT_{SZ} dos píxeis correspondentes às posições destes aglomerados nos mapas de entrada (143 e 353 GHz) e no de saída (mapa recuperado), foi possível calcular as razões entre estes valores. Estas razões já calculadas são apresentadas nas Tabelas 6.1 e 6.2 correspondentes às frequências de 143 e 353 GHz, respectivamente.

Tabela 6.1 - Valores de ΔT_{SZ} no mapa de entrada em 143 GHz e no de saída, e a razão entre eles.

	ΔT_{SZ} em 143 GHz ($10^{-4}K$)	ΔT_{SZ} de saída	R_{143} (10^{-4})
1° quadrante	-1,28	0.94	-1,36
2° quadrante	-2,47	1.52	-1,63
3° quadrante	-1,76	0.98	-1,79
4° quadrante	-2,20	1.66	-1,33

Tabela 6.2 - Valores de ΔT_{SZ} no mapa de entrada em 353 GHz e no de saída, e a razão R entre eles.

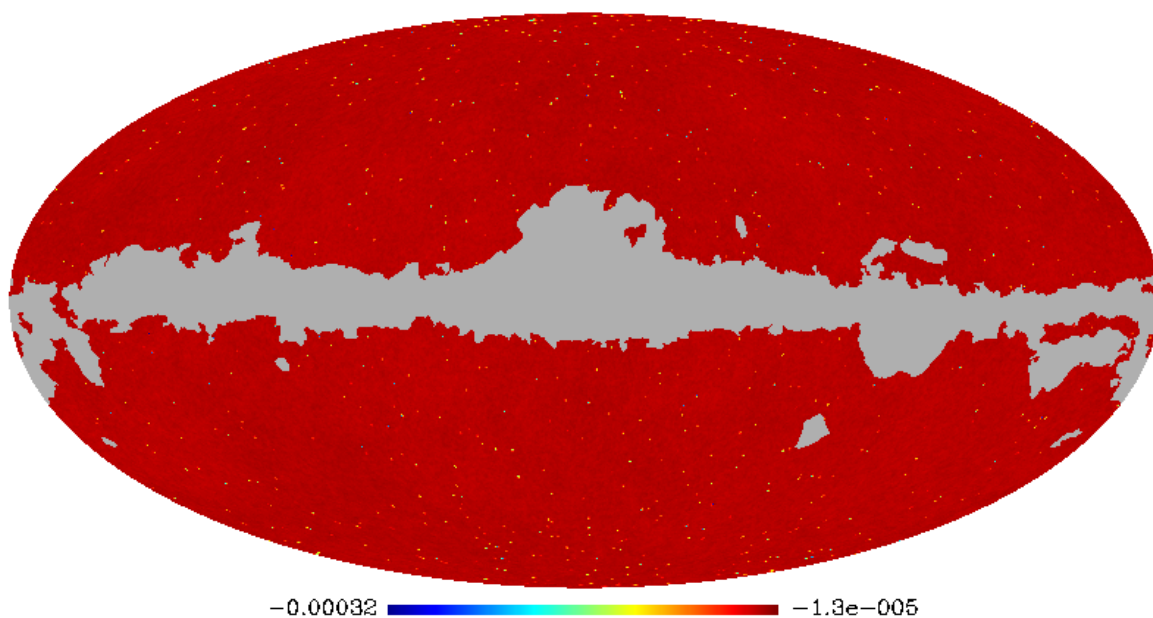
	ΔT_{SZ} em 353 GHz ($10^{-4}K$)	ΔT_{SZ} saída	R_{353} (10^{-4})
1° quadrante	2,75	0.94	2,92
2° quadrante	5,32	1.52	3,50
3° quadrante	3,79	0.98	3,85
4° quadrante	4,74	1.66	2,86

Considerando a última coluna destas tabelas conclui-se que, em cada uma das frequências a razão entre os valores de entrada e saída nestas determinadas posições são muito próximos, o que indica que a intensidade do mapa recuperado pelo JADE foi desviada da real por um valor praticamente constante em todo o mapa. Sendo assim, não há grandes problemas em realizar esta calibração recuperando o nível do mapa através de sua multiplicação pela média dos valores encontrados para as razões $R(\nu) = \Delta T_{SZ}^{entrada}(\nu)/\Delta T_{SZ}^{saída}$ nas duas frequências consideradas neste primeiro caso. Os valores médios encontrados foram: $\langle R(143) \rangle = -1,5242510^{-4}$ e $\langle R(353) \rangle = 3,285410^{-4}$.

Os mapas resultantes desta calibração para cada uma das frequências são apresentados na Figura 6.7, que pode ser comparada à Figura 4.5 de forma a verificar quão

próximas estão estas escalas de temperatura.

Mapa de Efeito SZ calibrado para 143 GHz



Mapa de Efeito SZ calibrado para 353 GHz

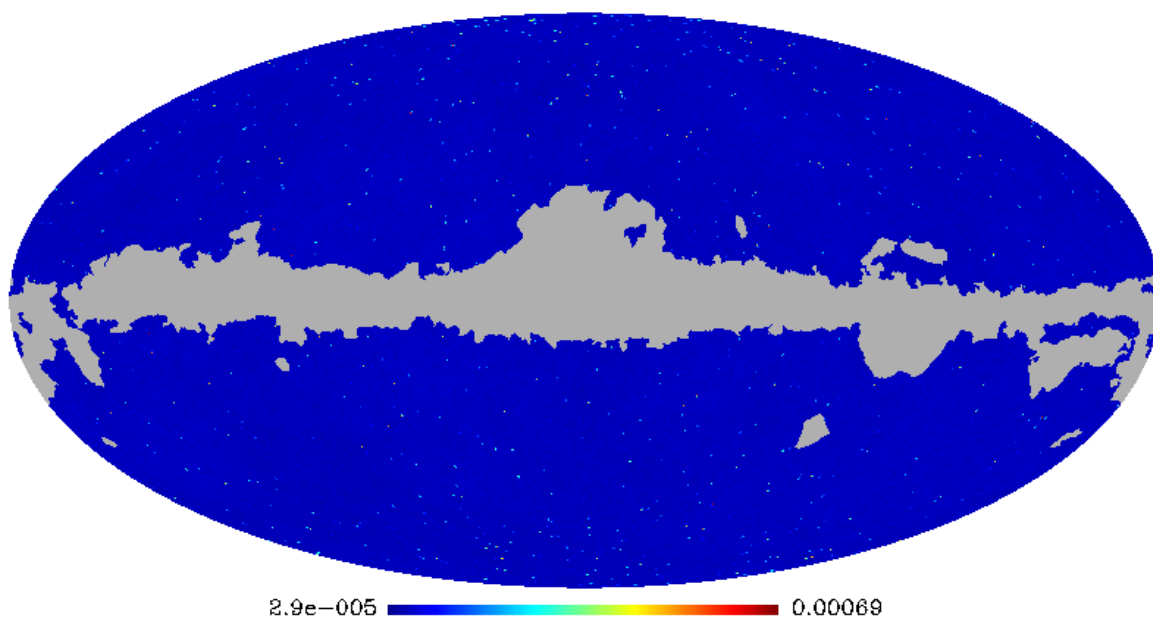


Figura 6.7 - Mapas de efeito SZ recuperados pelo JADE com a calibração recuperada. A unidade dos mapas é K.

No entanto, apenas a comparação entre as escalas não é um bom indicador da eficiência desta calibração. Por este motivo foram montados os gráficos da Figura 6.8 relacionando as temperaturas ΔT_{SZ} de entrada e de saída, já calibrada por este método, para cada aglomerado simulado. Nesta figura, cada ponto equivale a um único aglomerado e as linhas transversais nestes gráficos representam a linha de igualdade, ou seja, quanto mais próximo desta está o ponto mais próximo do valor simulado está o valor de temperatura do aglomerado no mapa calibrado. Sendo assim, a Figura 6.8 valida o método utilizado para a calibração do mapa recuperado pelo JADE.

Com base nos resultados obtidos com este tipo de calibração pode-se dizer que o conhecimento prévio de alguns dos aglomerados recuperados pelo JADE quanto à sua posição e intensidade reais torna possível a recuperação da calibração.

Método final de calibração

A verificação realizada acima, de que a perda de calibração pelo JADE faz os mapas de saída e de entrada diferirem por um valor praticamente constante em todo o mapa, torna viável tal método de calibração. Foi com base neste fato que se optou pela inserção adicional dos 39 aglomerados, conhecidos na literatura, em meio aos aglomerados já simulados, de forma a utilizá-los na calibração, já que, utilizando um número maior de aglomerados, espera-se também uma calibração ainda melhor. Este procedimento de calibração foi utilizado em todos os outros conjuntos de mapas. Nesta seção são apresentados os detalhes da calibração apenas do quarto conjunto de mapas, o mais completo conjunto simulado, composto por RCFM, efeito SZ, emissões síncrotron, de poeira e livre-livre, além do ruído instrumental, construídos com $N_{side} = 1024$. Para o segundo e terceiro conjuntos os resultados finais de calibração, bem como os detalhes intermediários podem ser encontrados no Apêndice A.

A descrição do método final de calibração é realizada a seguir. Assim como para o primeiro conjunto de dados, foram tomadas as posições e, a partir destas, os valores de intensidades ΔT_{SZ} destes 39 aglomerados nos mapas de entrada (100, 143, 217, 353 e 545 GHz) e de saída. De posse destes valores foram então calculadas as razões $R(\nu) = \Delta T_{SZ}^{entrada}(\nu) / \Delta T_{SZ}^{saida}$ entre os mesmos. O valor médio entre as razões $\langle R(\nu) \rangle$ para estes aglomerados em cada uma das frequências estão reunidas na Tabela 6.3.

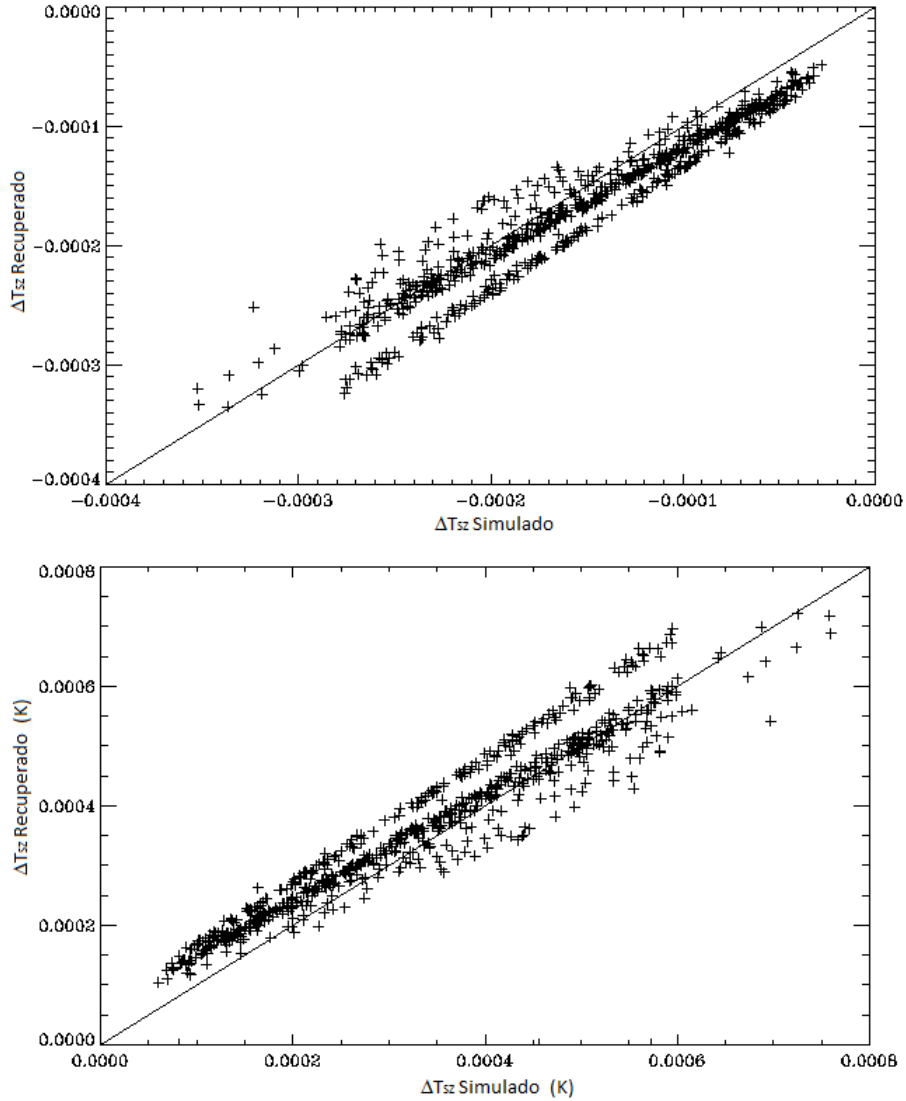


Figura 6.8 - Gráficos entre os valores de ΔT_{SZ} dos aglomerados nos mapas de entrada (primeiro conjunto de simulações) e nos mapas calibrados, em 143 (superior) e 353 GHz (inferior). As retas na diagonal de cada gráfico é a linha de igualdade.

Tabela 6.3 - Valores das médias das razões $\langle R(\nu) \rangle$ dos aglomerados reais em cada frequência.

Frequência - ν (GHz)	100	143	217	353	545
$\langle R(\nu) \rangle$	$-2,90 \cdot 10^{-5}$	$-2,00 \cdot 10^{-5}$	$-1,38 \cdot 10^{-7}$	$4,30 \cdot 10^{-5}$	$1,08 \cdot 10^{-4}$

Assim como no caso anterior os mapas calibrados em cada uma das frequências são obtidos a partir da multiplicação do mapa recuperado pela correspondente constante

encontrada. Fazendo isso chega-se aos mapas da Figura 6.9.

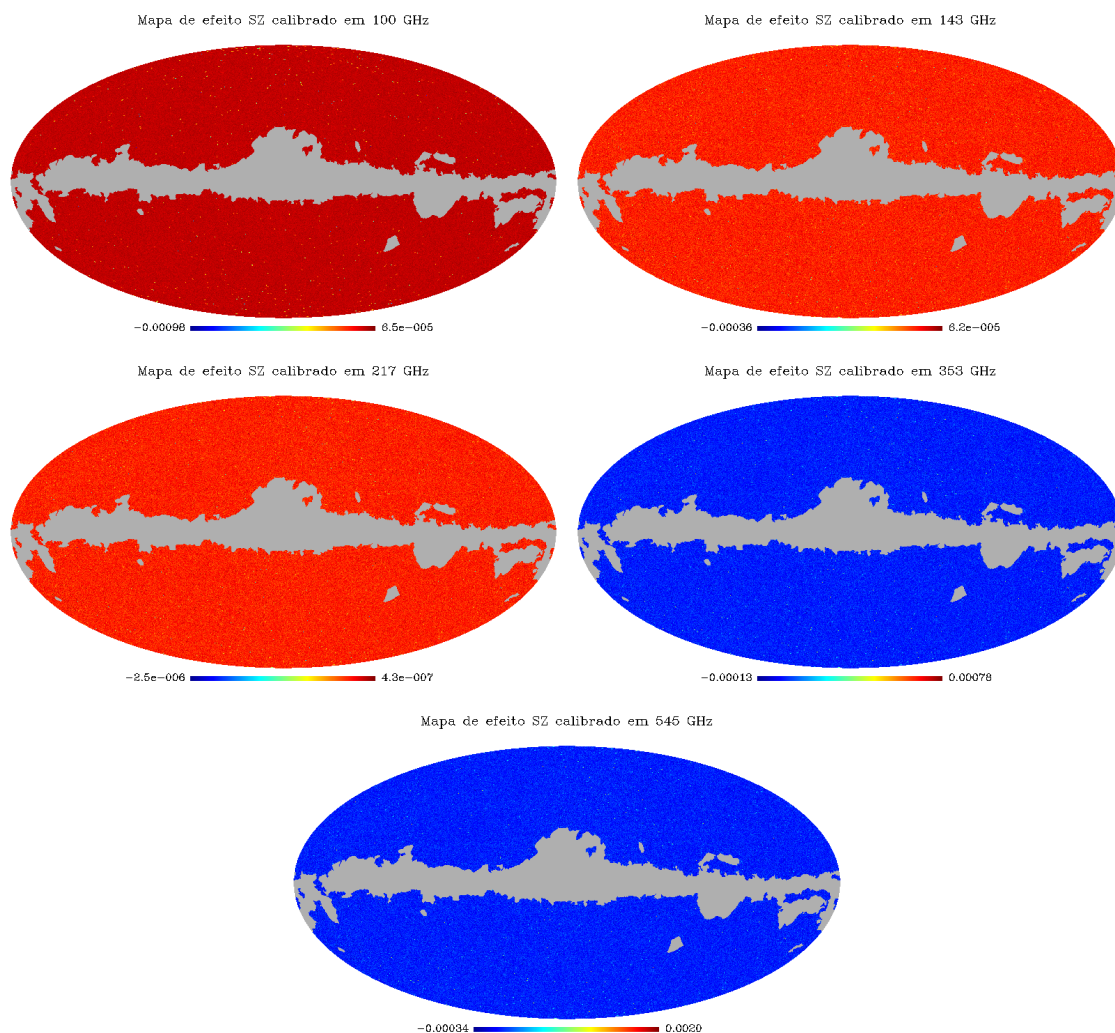


Figura 6.9 - Mapas de efeito SZ recuperados pelo JADE, a partir de sua aplicação ao quarto conjunto de mapas, já calibrados. A unidade dos mapas é K.

A verificação da validade da calibração foi novamente através dos gráficos de ΔT_{SZ} de entrada versus de saída para cada uma das frequências. Estes são apresentados na Figura 6.10, a partir dos quais, pode-se confirmar que a calibração realizada é bastante razoável.

Além dos gráficos utilizados para validar a calibração, pode-se verificar o quão próximos estão os valores de intensidade ΔT_{SZ} dos 739 aglomerados nos mapas simulados e nos calibrados a partir dos resultados exibidos na Tabela 6.4. Nesta tabela são

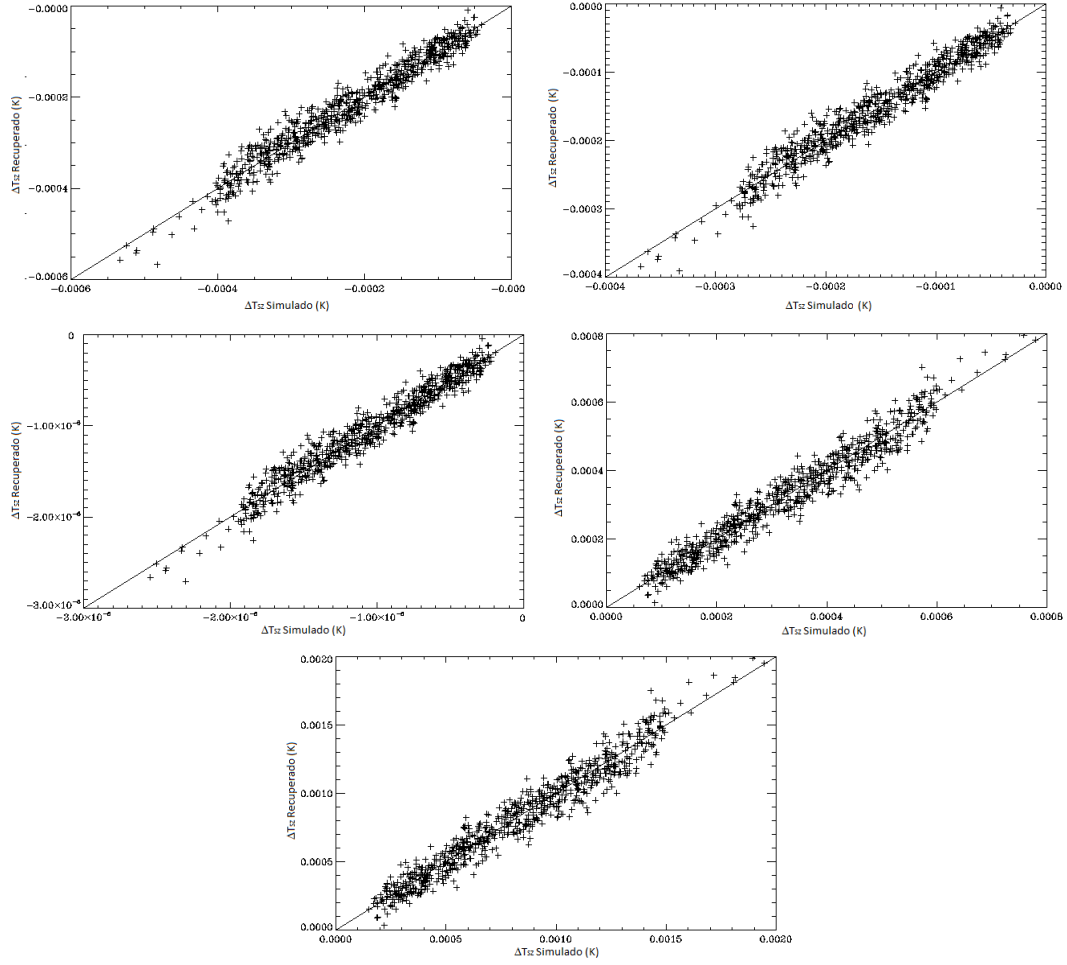


Figura 6.10 - Gráficos entre os valores de ΔT_{SZ} dos aglomerados nos mapas de entrada (quarto conjunto de simulações) e nos mapas calibrados, nas frequências de 143, 217, 353 e 545 GHz. As retas na diagonal de cada gráfico é a linha de igualdade.

mostrados os valores obtidos com o cálculo da média e variância do valor absoluto da seguinte expressão $(\Delta T_{SZ}^{calibrado} - \Delta T_{SZ}^{entrada}) / \Delta T_{SZ}^{entrada}$, uma espécie de erro relativo médio, para o 1° e 4° conjunto de dados. Estes resultados confirmam a validade da calibração realizada sobre os resultados do JADE.

6.3 Aplicação do *SExtractor* e resultados finais

De posse do mapa de efeito SZ obtido com o JADE, ainda imerso em um fundo de ruído, e com a calibração já recuperada, foi utilizado o software *SExtractor* para a identificação dos candidatos a aglomerados. A aplicação deste software deve ser realizada sobre um conjunto de dados na forma matricial compondo a figura a ser

Tabela 6.4 - Valores da média e variância calculados para para o 1° e 4° conjunto de dados.

	Freq. (GHz)	Média	Variância
1° Conj. Dados	143	0,183	0,0304
	353		
4° Conj. Dados	100	0,107	0,0096
	143		
	217		
	353		
	545		

analisada. Sendo assim, foi necessário o ajuste dos dados, inicialmente em formato HEALPix, para a forma exigida. Na etapa do SExtractor correspondente à filtragem foi utilizado o filtro *default* (vide seção 5.4), escolhido devido ao fato de que a utilização de outros tipos de filtro proporcionou resultados análogos para os casos em questão. Este filtro foi utilizado em todos os conjuntos de dados.

Esta rotina retorna diversas informações, dentre elas posição e intensidade, a respeito das possíveis fontes localizadas pelo SExtractor como sendo aglomerados. De posse das posições dos supostos aglomerados, estas foram comparadas às posições dos 739 aglomerados incluídos durante a simulação, o que possibilitou verificar em quantas das posições indicadas pelo SExtractor havia realmente um aglomerado e quantas detecções eram falsas. Sendo assim, os resultados obtidos com este procedimento para os quatro conjuntos de mapas são apresentados na Tabela 6.5.

Tabela 6.5 - Resultados obtidos com a aplicação do SExtractor.

Conjunto de mapas	1°	2°	3°	4°	5°
Aglom. identificados pelo SExtractor	762	686	691	728	716
Aglom. confirmados	702	685	691	689	686
Aglom. Confirmados / Total (%)	94	92	93	92	92,8

A última coluna desta Tabela é referente ao último teste realizado no qual o objetivo foi verificar a eficiência do método na presença do ruído decorrente da cobertura assimétrica do céu. Para a realização deste teste utilizou-se simulações produzidas com $N_{side} = 1024$ incluindo as componentes: RCFM, efeito SZ, emissões síncrotron, de poeira e livre-livre, além da presença do ruído instrumental, análogo ao já utiliza-

dos nos testes anteriores, e por fim o ruído devido à cobertura assimétrica do céu, produzido utilizando a Equação 6.1.

$$N_{assim}(\nu) = T_{sys}(\nu) / \sqrt{3 N_{obs}(\nu) t(\nu)} \quad (6.1)$$

Nesta equação T_{sys} é a temperatura do ruído equivalente na frequência ν , N_{obs} o mapa do número de observações e t o tempo médio de observação de uma amostra, ou seja, de cada observação. Como no caso do Planck, considerando $N_{side} = 1024$, cada pixel é composto por três amostras foi incluído o número 3 nesta equação. Os valores utilizados para T_{sys} e t são apresentados na Tabela 6.6.

Tabela 6.6 - Valores médios estimados que caracterizam as observações do satélite Planck para um ano de duração.

Frequências	100	143	217	353	545
$T_{sys}(\mu K_{CMB} s^{1/2})$	100	62	91	277	2000
$t(s/amostra)$	2,9	1,8	0,85	0,85	0,85
N_{obs}^{max}	12000	12000	5600	5600	5600
N_{obs}^{min}	700	630	300	300	300

Fonte: Lamarre et al. (2010)

Já os mapas do número de observações correspondentes a cada frequência foram estimados utilizando o N_{obs} do WMAP de um ano de observação na banda W (Figura 6.11), já que tais dados referentes ao Planck ainda não foram publicados. Esta estimativa foi realizada considerando os números de observação máximo e mínimo estimados para o Planck em cada uma das frequência, fornecidos por Lamarre et al. (2010) e mostrados na Tabela 6.6. Inicialmente foi realizado um pré-processamento do mapa N_{obs} do WMAP para a banda W, minimizando ao máximo o efeito dos anéis em torno das regiões mais observadas (polos eclípticos), já que no caso das observações do Planck isso não ocorre. Em seguida este mapa melhorado foi multiplicado por um valor constante calculado a partir da razão entre os números de observação máximos do Planck ($N_{obs}^{max}(Planck, \nu)$) e do WMAP ($N_{obs}^{max}(WMAP, W)$), como mostrado na Equação 6.2.

$$Const.(\nu) = \frac{N_{obs}^{max}(Planck, \nu)}{N_{obs}^{max}(WMAP, W)} \quad (6.2)$$

Isto permitiu estimar grosseiramente o mapa de número de observações do Planck em cada uma das frequências em questão. A Figura 6.12 mostra os mapas correspondente ao ruído total utilizado neste último teste, a soma do ruído instrumental (ruído branco aleatório) e do ruído devido à cobertura assimétrica do céu.

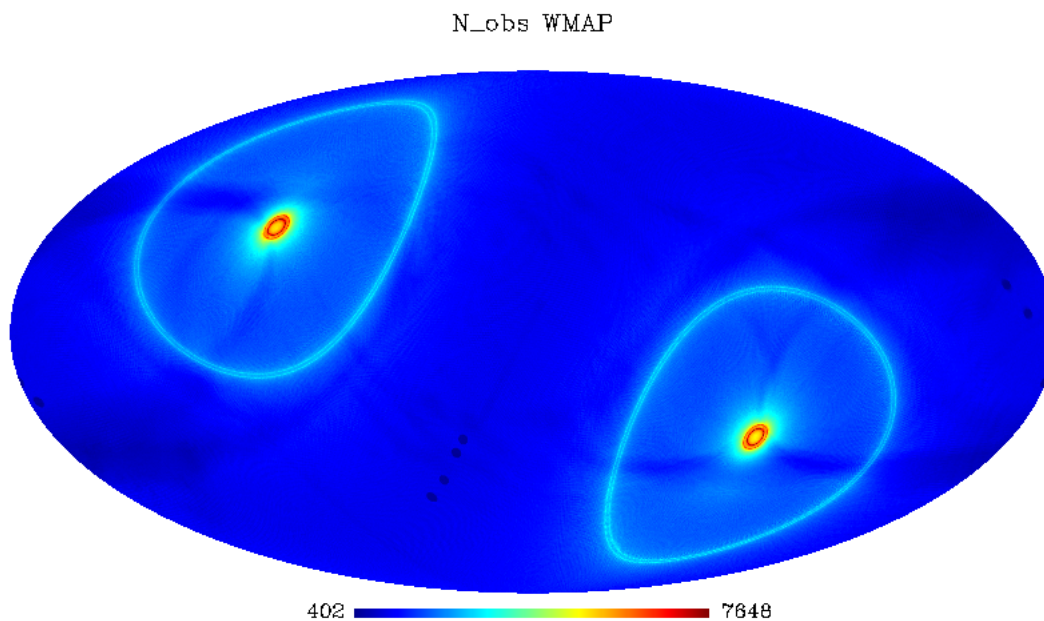


Figura 6.11 - Mapa do número de observação do primeiro ano do WMAP na banda W.

Os mapas resultantes da aplicação do método de identificação dos aglomerados, bem como os gráficos que validam sua calibração são apresentados no apêndice. Na Tabela 6.5 já estão incluídos os valores relativos à estatística de recuperação deste último teste.

Em suma, todo o procedimento adotado na identificação dos aglomerados permitiu encontrar mais de $\sim 92\%$ dos aglomerados incluídos na simulação, variando para cada conjunto de dados, o que indica sua eficiência nos casos analisados.

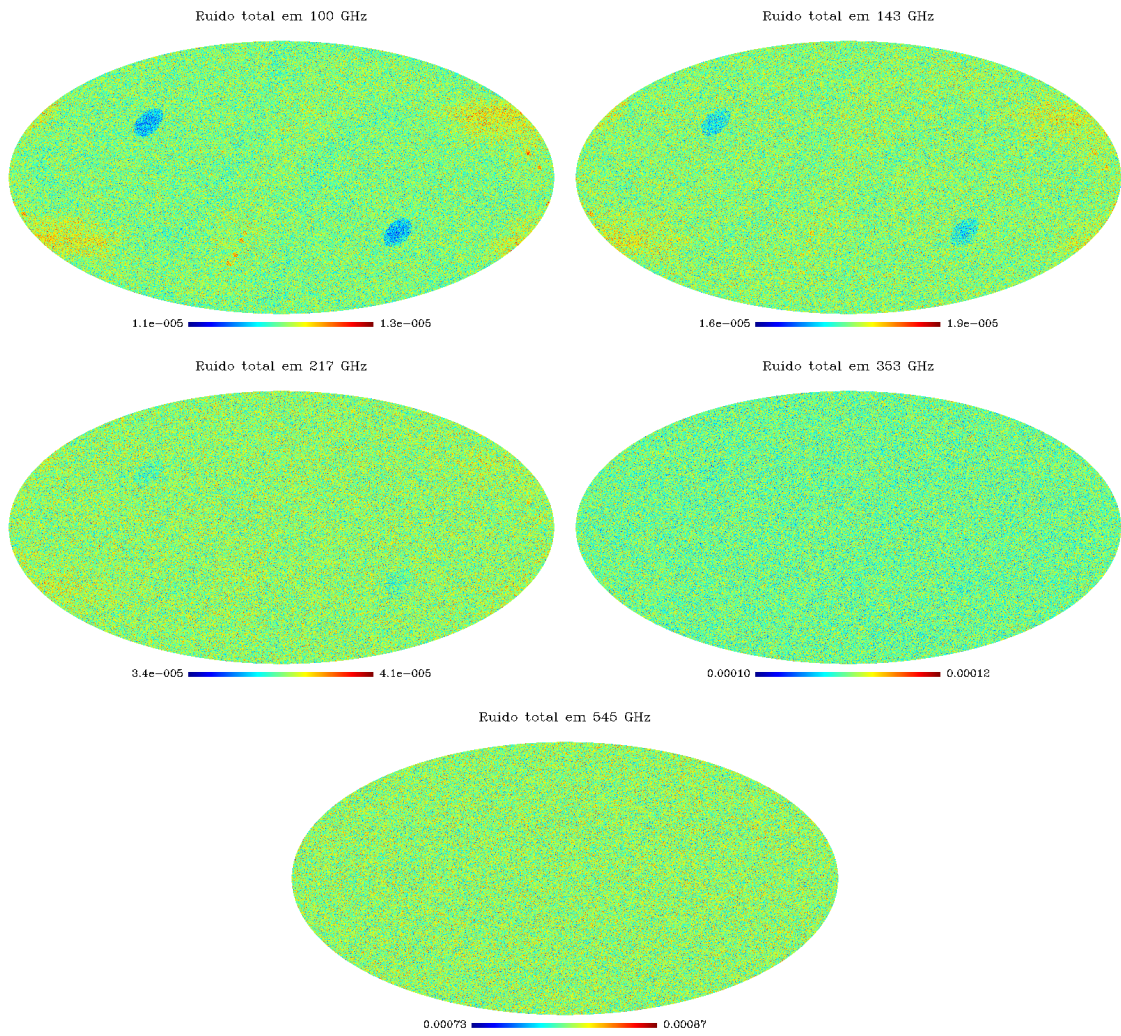


Figura 6.12 - Mapas do ruído total incluído no último teste realizado.

7 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

O efeito SZ é produzido por interações entre os fótons da RCFM e os elétrons do meio intraglomerado, causando flutuações da ordem de centenas de μK . Amplitudes dessa ordem requerem instrumentos com alta resolução e sensibilidade para sua detecção. Com o desenvolvimento de instrumentos com tais características o efeito SZ passou a ser um importante contaminante do sinal da RCFM, além de se tornar uma excelente ferramenta cosmológica, havendo portanto a necessidade de um estudo detalhado a seu respeito. Por este motivo um dos objetivos do satélite Planck é justamente produzir um "catálogo" de aglomerados que apresentam o efeito SZ, de forma a melhor explorar as informações que este efeito pode fornecer. Uma primeira versão deste catálogo e suas consequências foram publicados em Janeiro de 2011 (Planck Collaboration et al., 2011a; Planck Collaboration et al., 2011b; Planck Collaboration et al., 2011d; Planck Collaboration et al., 2011e; Planck Collaboration et al., 2011f).

Tendo como base o conhecimento a respeito das possíveis utilizações do efeito SZ em Cosmologia e os resultados de diversos instrumentos desenvolvidos para a observação do efeito, este trabalho apresenta um método de identificação de aglomerados que apresentam o efeito SZ. Este método faz uso de um algoritmo já existente na literatura (JADE) que permite a identificação de aglomerados de galáxias em mapas de RCFM via efeito SZ. O diferencial neste método é o fato de ele ser do tipo "Blind", executando uma separação "cega" das fontes, ou seja, sua aplicação não necessita de qualquer informação a priori a respeito dos aglomerados, considerando-os totalmente desconhecidos. No entanto, a principal contribuição fornecida com o desenvolvimento deste trabalho foi a elaboração de um algoritmo baseado na análise de *Wavelets* para limpeza inicial dos dados de entrada. Como o JADE foi desenvolvido para atuar na ausência de ruído a execução de um pré-processamento dos dados foi essencial para a eficiência de sua aplicação.

O procedimento completo de identificação de aglomerados foi desenvolvido utilizando simulações das observações do satélite Planck, construídas de acordo com as características de seus instrumentos. Este processo pode ser resumido em quatro passos principais: o pré-processamento baseado na análise de *Wavelets*, que realiza uma limpeza inicial (*denoising*) dos dados de forma a minimizar o nível de ruído, a separação das componentes (emissões) pelo algoritmo JADE, a calibração do mapa SZ recuperado e a identificação das posições e intensidades dos aglomerados utilizando o software *SExtractor*.

Os resultados da aplicação deste processo de análise da distribuição dos aglomerados em mapas sintéticos mostraram um bom desempenho do método desenvolvido. Com base nos resultados apresentados no capítulo anterior, o procedimento total adotado na recuperação de um mapa de efeito SZ pode ser considerado eficiente para os casos nos quais ele foi aplicado. Isto porque este permitiu a identificação de mais de 92% dos 739 aglomerados inseridos nas simulações, porcentagem esta que varia de acordo com o número de emissões incluídas nos mapas analisados.

Com o sucesso da aplicação deste método aos dados simulados espera-se agora a possibilidade de sua posterior aplicação a um conjunto de dados reais, particularmente aos mapas produzidos pelo satélite Planck (TAUBER et al., 2005; WHITE, 2006) (que devem ser liberados para a comunidade no início de 2013) e pelo experimento OLIMPO (NATI et al., 2007; MASI et al., 2008), desenvolvido pelo grupo de cosmologia da Universidade de Roma "La Sapienza".

Os primeiros resultados das observações do Planck já vem sendo publicados e Planck Collaboration et al. (2011b) apresenta o conjunto inicial de aglomerados identificados via efeito SZ pelo satélite. Apesar de ainda não ser possível ter acesso direto a estes dados, o catálogo de aglomerados, bem como as diversas informações publicadas a respeito da análise já realizada sobre estes dados (Planck Collaboration et al., 2011c), podem ser utilizados de forma a refinar o método proposto, adequando-o melhor a este tipo de dados. Esta adequação seria no âmbito da remoção de ruído, ajustando os parâmetros utilizados na análise de *Wavelet* durante o *denoising* de acordo com as características dos dados, ou seja, de acordo com o nível de ruído do instrumento, que envolve o ruído branco dos detetores, o ruído da cobertura assimétrica do céu e o ruído gaussiano correlacionado que aparece entre diferentes canais de frequência. Desta forma as modificações necessárias para o bom desempenho do método seriam feitas antecipadamente, facilitando sua aplicação aos dados reais tanto do Planck quanto de outros instrumentos dedicados ao estudo do efeito SZ, disponibilizando-o para uma reanálise dos dados quando estes estivessem disponíveis ao público.

Uma continuação natural desse trabalho seria complementar a análise do efeito SZ com outros observáveis ou efeitos ligados à Cosmologia. Aglomerados massivos, além do efeito SZ, distorcem a RCFM por lenteamento gravitacional. O estudo da distribuição de matéria no Universo em altos redshifts pode se beneficiar muito da análise complementar desses dois efeitos, que dependem, respectivamente, da quantidade de matéria bariônica e matéria escura. A distribuição de aglomerados SZ no céu obe-

decem a uma estatística não-gaussiana, de modo que ela pode ser usada como um indicador de não-gaussianidade secundária. Além disso, a taxa de formação de aglomerados em função do redshift depende sensivelmente da velocidade de expansão, de forma que as quantidades $N(z) \times z$ e $dN(z) \times z$ podem ser usadas para colocar vínculos no parâmetro ω da equação de estado da energia escura. Um programa de doutorado de quatro anos pode contemplar dois dos três itens acima citados, de forma que a metodologia desenvolvida durante o mestrado poderá ser estendida, validada e aplicada em outros problemas atuais em Cosmologia.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- ASTROMATIC. **SExtractor v2.13**: user's manual. 2010. Disponível em: <<http://www.astromatic.net/software/sextractor>>. Acesso em: 24 outubro 2010. 68, 70, 71
- BARREIRO, R. B. The cosmic microwave background: state of the art. **Preprint Astro-ph/9907094**, 1999. 13
- BAX - X-RAYS GALAXY CLUSTERS DATABASE. **The X-rays galaxy clusters database**. 2010. Disponível em: <<http://bax.ast.obs-mip.fr/>>. Acesso em: 20 setembro 2010. 44
- BENNETT, C. L.; HILL, R. S.; HINSHAW, G.; NOLTA, M. R.; ODEGARD, N.; PAGE, L.; SPERGEL, D. N.; WEILAND, J. L.; WRIGHT, E. L.; HALPERN, M.; JAROSIK, N.; KOGUT, A.; LIMON, M.; MEYER, S. S.; TUCKER, G. S.; WOLLACK, E. First-year wilkinson microwave anisotropy probe (WMAP) observations: foreground emission. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 148, p. 97–117, 2003. 14, 42
- BERTIN, E.; ARNOUITS, S. SExtractor: software for source extraction. **Astronomy & Astrophysics Supplement Series**, v. 117, p. 393–404, 1996. 53, 68, 70, 71
- BIRKINSHAW, M. The Sunyaev Zel'dovich effect. **Preprint Astro-ph/9808050v1**, p. 1–137, 1998. 21, 22, 25, 26
- BOBIN, J.; MOUDDEN, Y.; STARCK, J. L.; FADILI, J.; AGHANIM, N. SZ and CMB reconstruction using generalized morphological component analysis. **Preprint Astro-ph/0712.0588v1**, p. 1–11, 2007. 53
- CARDOSO, J. F. On the performance of orthogonal source separation algorithms. In: **EUROPEAN SIGNAL PROCESSING CONFERENCE - EUSIPCO**. Edinburgh: Elsevier Editora Ltda., 1994. v. 7, p. 776–779. 59
- _____. High-order contrasts for independent component analysis. **Neural Computation**, v. 11, p. 157–192, 1999. 53, 61, 67, 68
- CARDOSO, J. F.; SOULOUMIAC, A. Blind beamforming for non gaussian signals. **IEE-Preceedings-F**, v. 140, n. 6, p. 362–370, 1993. 62

- CARLSTROM, J. E.; HOLDER, G. P.; REESE, E. D. Cosmology with Sunyaev-Zel'dovich effect. **Ann. Rev. Astron. Astrophys.**, v. 40, p. 643–680, 2002. 19, 20, 21, 22, 24
- CARLSTROM, J. E.; JOY, M. K.; GREGO, L.; HOLDER, G. P.; HOLZAPFEL, W. L.; MOHR, J. J.; PATEL, S.; REESE, E. D. Imaging the Sunyaev-Zel'dovich effect. **Preprint Astro-ph/9905255v1**, p. 1–14, 1999. 24
- CAVALIERE, A.; FUSCO-FEMIANO, R. X-rays from hot plasma in clusters of galaxies. **Astronomy & Astrophysics**, v. 49, p. 137–144, 1976. 22
- _____. The distribution of hot gas in clusters of galaxies. **Astronomy & Astrophysics**, v. 70, p. 677–684, 1978. 22
- DANESE, L.; ZOTTI, G. D. The relic radiation spectrum and the thermal history of the universe. **Del Nuovo Cimento**, v. 7, n. 3, p. 278–359, 1977. 18
- DIEGO, J. H.; HERRANZ. Observing high-redshift galaxy clusters through lensing of the ostriker-vishniac effect. **Astron. Soc.**, v. 383, p. 791–802, 2008. 7
- ESA EUROPEAN SPACE AGENCY. **Images multimedia gallery**. 2002. Disponível em: <<http://www.esa.int/esa-mm/mmg.pl?b=b&type=I&mission=Planck&single=y&start=83>>. Acesso em: 29 março 2010. 31
- _____. **Instruments**. 2009. Disponível em: <<http://sci.esa.int/science-e/www/object/index.cfm?fobjectid=34730&fbodylongid=1595>>. Acesso em: 01 fevereiro 2011. 33
- GOLD, B.; ODEGARD, N.; WEILAND, J. L.; HILL, R. S.; KOGUT, A.; BENNETT, C. L.; HINSHAW, G.; X., C.; DUNKLEY, J.; HALPERN, M.; JAROSIK, N.; KOMATSU, E.; LARSON, D.; LIMON, M.; MEYER, S. S.; NOLTA, M. R.; PAGE, L.; SMITH, K. M.; SPERGEL, D. N.; TUCKER, G. S.; WOLLACK, E.; WRIGHT, E. L. Seven-year wilkinson microwave anisotropy probe (WMAP) observations: Galactic foreground emission. **Preprint Astro-ph/1001.4555v2**, p. 1–68, 2010. 41, 42
- GRAPS, A. An introduction to wavelets. **IEEE Computer Society**, v. 2, n. 2, 1995. 54
- GÓRSKI, K. M.; HIVON, E.; WANDEL, B. D.; HANSEN, F. K.; REINECKE, M.; BARTELMANN, M. Healpix: a framework for high-resolution discretization

and fast analysis of data distributed on sphere. **The Astrophysical Journal**, v. 622, p. 759–771, 2007. [34](#), [35](#)

HANISCH, R. J.; FARRIS, A.; GREISEN, E. W.; PENCE, W. D.; SCHLESINGER, B. M.; TEUBEN, P. J.; THOMPSON, R. W.; WARNOCK, A. Definition of the Flexible Image Transport System (FITS). **Astronomy & Astrophysics**, v. 376, p. 359–380, 2001. [35](#)

HANSEN, F. K.; BRANCHINI, E.; MAZZOTTA, P.; CABELLA, P.; DOLAG, K. A full sky prediction of the SZ effect from diffuse hot gas in local universe and the upper limit from the WMAP data. **Preprint Astro-ph/0502227v1**, p. 1–12, 2005. [8](#)

HOLWERDA, B. W. Source Extractor for dummies. **Preprint Astro-ph/0512139v1**, p. 1–102, 2005. [69](#)

HOMSY, G. V.; PORTUGAL, M. S.; ARAÚJO, J. P. Ondeletas e previsões de séries de tempo: uma análise empírica. **ENCONTRO BRASILEIRO DE ECONOMETRIA**, 2000. [55](#)

HYVÄRINEN, A.; KARHUNEN, J.; OJA, E. **Independent component analysis**. Estados Unidos da America: John Wiley & Sons, 2001. [59](#), [61](#), [63](#), [64](#), [65](#), [66](#), [67](#), [68](#)

HYVÄRINEN, A.; OJA, E. Independent component analysis: algorithms and applications. **Neural Networks**, v. 13(4-5), p. 411–430, 2000. [53](#)

JAROSIK, N.; BENNETT, C. L.; DUNKLEY, J.; GOLD, B.; GREASON, M. R.; HALPERN, M.; HILL, R. S.; HINSHAW, G.; KOGUT, A.; KOMATSU, E.; LARSON, D.; LIMON, M.; MEYER, S. S.; NOLTA, M. R.; ODEGARD, N.; PAGE, L.; SMITH, K. M.; SPERGEL, D. N.; TUCKER, G. S.; WEILAND, J. L.; WOLLACK, E.; WRIGHT, E. L. Seven-year wilkinson microwave anisotropy probe (WMAP) observations: Sky maps, systematic errors, and basic results. **Preprint Astro-ph/1001.4744v1**, p. 1–42, 2010. [3](#), [41](#)

JOUDAKI, S.; SMIDT, J.; AMBLARD, A.; COORAY, A. Evidence for a galactic Sunyaev-Zel'dovich-like signal in WMAP data. **Preprint Astro-ph/1002.4872v2**, p. 1–5, 2010. [27](#)

KOLB, E. W.; TURNER, M. S. **The early universe**. New York: Addison-Wesley, 1994. [1](#)

KOMATSU, E.; SMITH, K. M.; DUNKLEY, J.; BENNETT, C. L.; GOLD, B.; HINSHAW, G.; JAROSIK, N.; LARSON, D.; NOLTA, M. R.; PAGE, L.; SPERGEL, D. N.; HALPERN, M.; HILL¹, R. S.; KOGUT, A.; LIMON, M.; MEYER, S. S.; ODEGARD, N.; TUCKER, G. S.; WEILAND¹, J. L.; WOLLACK, E.; WRIGHT, E. L. Seven-year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) observations: cosmological interpretation. **Astrophysical Journal Supplement Series**, p. 1–51, 2010. 26

LAHAV, O.; LIDDLE, A. R. The cosmological parameters. **Physics Letters B**667, 2007. 1

LAMARRE, J.; PUGET, J.-L.; ADE, P. A. R.; BOUCHET, F.; GUYOT, G.; LANGE, A. E.; PAJOT, F.; ARONDE, A.; BENABED, K.; BENEY, J.-L.; BENOÎT, A.; BERNARD, J.-P.; BHATIA, R.; BLANC, Y.; BOCK, J. J.; BRÉELLE, E.; BRADSHAW, T. W.; CAMUS, P.; CATALANO, A.; CHARRA, J.; CHARRA, M.; CHURCH, S. E.; COUCHOT, F.; COULAIS, A.; CRILL, B. P.; CROOK¹³, M. R.; DASSAS², K.; BERNARDIS¹⁵, P. de; DELABROUILLE¹², J.; MARCILLAC², P. de; DELOUIS⁴, J.-M.; DÉSSERT, F.-X.; DUMESNIL, C.; DUPAC, X.; EFSTATHIOU, G.; ENG, P.; EVESQUE, C.; FOURMOND, J.-J.; GANGA, K.; GIARD¹, M.; GISPERT, R.; GUGLIELMI, L.; HAISSINSKI, J.; HENROT-VERSILLÉ, S.; HIVON, E.; HOLMES, W. A.; JONES, W. C.; KOCH, T. C.; LAGARDÈRE, H.; LAMI, P.; LANDÉ, J.; LERICHE, B.; LEROY, C.; LONGVAL, Y.; MACÍAS-PÉREZ, J. F.; MACIASZEK, T.; MAFFEI B.AND MANSOUX, B.; MARTY, C.; MASI, S.; MERCIER, C.; MIVILLE-DESCHÊNES, M.-A.; MONETI, A.; MONTIER, L.; MURPHY, J. A.; NARBONNE, J.; NEXON, M.; PAINE, C. G.; PAHN¹¹, J.; PERDEREAU⁸, O.; PIACENTINI¹⁵, F.; PIAT¹², M.; PLASZCZYNSKI⁸, S.; POINTECOUTEAU¹⁰, E.; PONS¹⁰, R.; PONTHEIU², N.; PRUNET, S.; RAMBAUD, D.; RECOUVREUR, G.; RENAULT, C.; RISTORCELLI, I.; ROSSET, C.; SANTOS, D.; SAVINI, G.; SERRA, G.; STASSI, P.; SUDIWALA, R. V.; SYGNET, J.-F.; TAUBER, J. A.; TORRE, J.-P.; TRISTRAM, M.; VIBERT, L.; WOODCRAFT, A.; YURCHENKO, V.; YVON, D. Planck pre-launch status: The HFI instrument, from specification to actual performance. **Astronomy and Astrophysics**, v. 520, p. 1–20, 2010. 87

LEACH, S. M. e. a. Component separation methods for the planck mission. **Preprint Astro-ph/0805.0269v3**, p. 1–19, 2008. 53

LONGAIR, M. **High energy astrophysics: stars, the galaxy and the interstellar medium.** New York: Cambridge University press, 1994. Second edition. 12

MASI, S. et al. OLIMPO. **Memorias della Società Italiana di Astronomia**, v. 79, p. 887–+, 2008. 92

MATHER, J. C. Measurement of the CMB spectrum by COBE/FIRAS instrument. **The Astrophysical Journal Letters**, p. 354–439, 1994. 3, 4

MENANTEAU, F.; HUGHES, J. P. ; BARRIENTOS, L. F.; DESHPANDE, A. J.; HILTON, M.; INFANTE, L.; JIMENEZ, R.; KOSOWSKY, A.; MOODLEY, K.; SPERGEL, D.; VERDE, L. Southern cosmology survey ii: Massive optically-selected clusters from 70 square degrees of the SZE common survey area. **Preprint Astro-ph/1002.2226v1**, p. 1–13, 2010. 27

MULCHAEY, J. S. X-ray properties of groups of galaxies. **Annual. Review. of Astronomy Astrophysics**, v. 38, p. 289–335, 2000. 23

NASA/WMAP SCIENCE TEAM. **Five year results on the oldest light in the universe.** 2008. Disponível em:
<http://map.gsfc.nasa.gov/news/5yr_release.html>. Acesso em: 29 março 2010. 5

_____. **WMAP data product images.** 2010. Disponível em:
<http://lambda.gsfc.nasa.gov/product/map/current/m_images.cfm>. Acesso em: 05 julho 2010. 6

NATI, F. et al. The OLIMPO experiment. **New Astronomy Reviews**, v. 51, p. 385–389, mar. 2007. 92

PARTRIDGE, R. B. **3K: the cosmic microwave background radiation.** Estados Unidos da America: Cambridge University Press, 1995. 7

PEEBLES, P. J. E. **Principles of physical cosmology.** Estados Unidos da America: Princeton University Press, 1993. 8

PENZIAS, A. A.; WILSON, R. W. Measurement of excess antenna temperature at 4080 mc/s. **The Astrophysical Journal**, p. 142–419, 1965. 2

PETERSON, J. R.; FABIAN, A. C. X-ray spectroscopy of cooling clusters. **Preprint Astro-ph/0512549**, p. 1–71, 2006. 25

PIRES, S.; JUIN, J. B.; YVON D. MOUDDEN, Y.; ANTHOINE, S.; PIERPAOLI, E. Sunyaev-Zel'dovich clusters reconstruction in multiband bolometer camera surveys. **Astronomy & Astrophysics**, v. 455, p. 741–755, 2006. [65](#), [76](#)

PLAGGE, T.; BENSON, B. A.; ADE, P. A. R.; AIRD, K. A.; BLEEM, L. E.; CARLSTROM, J. E.; CHANG, C. L.; CHO, H.-M.; CRAWFORD, T. M.; CRITES, A. T.; HAAN, T. de; DOBBS, M. A.; GEORGE, E. M.; HALL, N. R.; HALVERSON, N. W.; HOLDER, G. P.; HOLZAPFEL, W. L.; HRUBES, J. D.; JOY, M.; KEISLER, R.; KNOX, L.; LEE, A. T.; LEITCH, E. M.; LUEKER, M.; MARRONE, D.; MCMAHON, J. J.; MEHL, J.; MEYER, S. S.; MOHR, J. J.; MONTROY, T. E.; PADIN, S.; PRYKE, C.; REICHARDT, C. L.; RUHL, J. E.; SCHAFFER, K. K.; SHAW, L.; SHIROKOFF, E.; SPIELER, H. G.; STALDER, B.; STANISZEWSKI, Z.; STARK, A. A.; VANDERLINDE, K.; VIEIRA, J. D.; WILLIAMSON, R.; ZAHN, O. Sunyaev Zel'dovich cluster profiles measured with the South Pole Telescope. **Preprint Astro-ph/0911.2444v2**, p. 1–21, 2009. [22](#), [27](#)

Planck Collaboration; ADE, P. A. R.; AGHANIM, N.; ARNAUD, M.; ASHDOWN, M.; AUMONT, J.; BACCIGALUPI, C.; BALBI, A.; BANDAY, A. J.; BARREIRO, R. B.; et al. Planck early results: calibration of the local galaxy cluster sunyaev-zeldovich scaling relations. **Preprint Astro-ph/1101.2026v1**, p. 1–15, 2011. [8](#), [91](#)

Planck Collaboration; ADE, P. A. R.; AGHANIM, N.; ARNAUD, M.; ASHDOWN, M.; AUMONT, J.; BACCIGALUPI, C.; BALBI, A.; BANDAY, A. J.; BARREIRO, R. B.; et al. Planck early results: the all-sky early Sunyaev-Zeldovich cluster sample. **Preprint Astro-ph/submit/0174020**, p. 1–26, 2011. [8](#), [91](#), [92](#)

Planck Collaboration; ADE, P. A. R.; AGHANIM, N.; ARNAUD, M.; ASHDOWN, M.; AUMONT, J.; BACCIGALUPI, C.; BAKER, M.; BALBI, A.; BANDAY, A. J.; et al. Planck early results: the planck mission. **Preprint Astro-ph/1101.2022v1**, p. 1–17, 2011. [92](#)

Planck Collaboration; AGHANIM, N.; ARNAUD, M.; ASHDOWN, M.; AUMONT, J.; BACCIGALUPI, C.; BALBI, A.; BANDAY, A. J.; BARREIRO, R. B.; BARTELMANN, M.; et al. Planck early results: cluster Sunyaev-Zeldovich optical scaling relations. **Preprint Astro-ph/1101.2027v1**, p. 1–11, 2011. [8](#), [91](#)

_____. Planck early results: statistical analysis of Sunyaev-Zeldovich scaling relations for x-ray galaxy clusters. **Preprint Astro-ph/1101.2043v1**, p. 1–16, 2011. [8](#), [91](#)

_____. Planck early results: Xmm-newton follow-up for validation of planck cluster candidates. **Preprint Astro-ph/1101.2025v1**, p. 1–21, 2011. [8](#), [91](#)

READHEAD, A. C. S.; LAWRENCE, C. R. Observations of the isotropy of the cosmic microwave background radiation. **Annual. Review. of Astronomy Astrophysics**, v. 30, p. 653–703, 1992. [13](#), [14](#), [15](#), [16](#)

REFREGIER, A.; SPERGEL, D. N.; HERBIG, T. Extragalactic foregrounds of the Cosmic Microwave Background: prospects for the MAP mission. **The Astrophysical Journal**, v. 531, p. 31–41, 2000. [23](#)

RIBICK, G. B.; LIGHTMAN, A. P. **Radiative processes in astrpphysics**. Estados Unidos da America: Jonh Wiley & Sons, 1979. Primeira edição. [17](#), [18](#)

ROCHA, V. B. **Uma abordagem de Wavelets aplicada à combinação de previsões**: uma análise teórica e experimental. 155 p. Dissertação de Mestrado em Métodos Numéricos em Engenharia) — Universidade Federal do Paraná, Curitiba, 2008. [56](#)

RYDEN, B. **Introduction to cosmology**. Ohio: The Ohio State University, Department of Astronomy, 2006. [26](#)

SCANNAPIECO, E. Is there a detectable Vishniac effect? **The Astrophysical Journal**, v. 540, p. 20–31, 2000. [7](#)

SELJAK, U.; ZALDARRIAGA, M. **The Astrophysical Journal**, v. 469, p. 437, 1996. [36](#)

SERENO, M. Simultaneous determination of ω_0 and H_0 from joint Sunyaev-Zeldovich effect and X-ray observations with median statistics. **Preprint Astro-ph/0309591v1**, p. 1–8, 2003. [26](#)

SILK, J. **O Big Bang**: a origem do universo. Brasília: Universidade de Brasília, 1984. [2](#), [3](#)

SMOOT, G. F. COBE differential microwave radiometers: instrument design and implementation. **The Astrophysical Journal**, p. S360–685, 1990. [3](#)

_____. The CMB spectrum. **Preprint Astro-ph/9705101v2**, p. 1–48, 1997. 4

_____. CMB synchrotron foreground. **Preprint Astro-ph/9902201v1**, p. 1–17, 1999. 11, 12, 13, 15

STANISZEWSKI, Z.; ADE, P. A. R.; AIRD, K. A.; BENSON, B. A.; BLEEM, L. E.; CARLSTROM, J. E.; CHANG, C. L.; CHO, H.; CRAWFORD, T. M.; CRITES, A. T.; HAAN, T. de; DOBBS, M. A.; HALVERSON, N. W.; HOLDER, G. P.; HOLZAPFEL, W. L.; HRUBES, J. D.; JOY, M.; KEISLER, R.; LANTING, T. M.; LEE, A. T.; LEITCH, E. M.; LOEHR, A.; LUEKER, M.; MCMAHON, J. J.; MEHL, J.; MEYER, S. S.; MOHR, J. J.; MONTROY, T. E.; NGEOW, C.; PADIN, S.; PLAGGE, T.; PRYKE, C.; REICHARDT, C. L.; RUHL, J. E.; SCHAFFER, K. K.; SHAW, L.; SHIROKOFF, E.; SPIELER, H. G.; STALDER, B.; STARK, A. A.; VANDERLINDE, K.; VIEIRA, J. D.; ZAHN, O.; ZENTENO, A. Galaxy clusters discovered with a Sunyaev-Zel'dovich effect survey. **Astrophysical Journal**, v. 701, p. 32–41, 2009. 26

SUNYAEV, R. A.; ZELDOVICH, Y. B. Distortions of the background radiation spectrum. **Nature**, v. 223, p. 721, 1969. 17

SUNYAEV, R. A.; ZEL'DOVICH, Y. B. Microwave background radiation as a probe of the contemporary structure and history of the universe. **Ann. Rev. Astron. Astrophys.**, v. 18, p. 537–60, 1980. 7

TAUBER, J.; BERSANELLI, M.; LAMARRE, J. M.; EFSTATHIOU, G.; LAWRENCE, C.; MARTINEZ-GONZÁLEZ, E.; MATARRESE, S.; SCOTT, D.; WHITE, M.; AGHANIM, N.; BARTELMANN, M.; PARTRIDGE, B.; ROWAN-ROBINSON, M.; LAWRENCE, C.; PUGET, J. L.; GIARD, M.; DAVIS, R. PLANCK: The scientific programme. **European Space Agency - ESA**, 2005. 15, 28, 29, 30, 31, 92

THE MATHWORKS. **Wavelet toolbox**. 2010. Disponível em: <<http://www.mathworks.com/access/helpdesk/help/toolbox/wavelet/>>. Acesso em: 14 agosto 2010. 55, 57, 58, 59, 60

TORRENCE, C.; COMPO, G. P. A practical guide to Wavelet analysis. **American Meteorological Society**, p. 61–78, 1998. 56

VANDERLINDE, K.; CRAWFORD, T. M.; HAAN, T. de; DUDLEY, J. P.; SHAW, L.; ADE, P. A. R.; AIRD, K. A.; BENSON, B. A.; BLEEM, L. E.;

BRODWIN, M.; CARLSTROM, J. E.; CHANG, C. L.; CRITES, A. T.; DESAI, S.; DOBBS, M. A.; FOLEY, R. J.; GEORGE, E. M.; GLADDERS, M. D.; HALL, N. R.; HALVERSON, N. W.; HIGH, F. W.; HOLDER, G. P.; HOLZAPFEL, W. L.; HRUBES, J. D.; JOY, M.; KEISLER, R.; KNOX, L.; LEE, A. T.; LEITCH, E. M.; LOEHR, A.; LUEKER, M.; MARRONE, D. P.; MCMAHON, J. J.; MEHL, J.; MEYER, S. S.; MOHR, J. J.; MONTROY, T. E.; NGEOW, C.-C.; PADIN, S.; PLAGGE, T.; PRYKE, C.; REICHARDT, C. L.; REST, A.; RUEL, J.; RUHL, J. E.; SCHAFFER, K. K.; SHIROKOFF, E.; SONG, J.; SPIELER, H. G.; STALDER, B.; STANISZEWSKI, Z.; STARK, A. A.; STUBBS, C. W.; ENGELEN, A. van; VIEIRA, J. D.; WILLIAMSON, R.; YANG, Y.; ZAHN, O.; ZENTENO, A. Galaxy clusters selected with the Sunyaev-Zel'dovich effect from 2008 South Pole Telescope observations. **Preprint Astro-ph/1003.0003v1**, p. 1–19, 2010. [27](#)

VOIT, G. M. Tracing cosmic evolution with clusters of galaxies. **Reviews of Modern Physics**, v. 77, p. 207–258, 2005. [8](#), [9](#)

WHITE, D. A.; JONES, C.; FORMAN, W. An investigation of cooling flows and general cluster properties from an x-ray image deprojection analysis of 207 clusters of galaxies. **Monthly Notices Royal Astronomical Society**, v. 292, p. 419–467, 1997. [24](#)

WHITE, M. Cosmological science enabled by planck. **New Astr. Reviews**, v. 50, p. 938–944, dez. 2006. [92](#)

WHITE, M.; SOTT, D.; SILK, J. Anisotropies in the cosmic microwave background. **Annual Review of Astronomy Astrophysics**, v. 32, p. 319–370, 1994. [5](#)

APÊNDICE A - RESULTADOS COMPLEMENTARES

A.1 Resultados da aplicação do método de identificação de aglomerados

Todas as componentes obtidas com a aplicação do método ao quarto conjunto de mapas são apresentadas na Figura A.1. Como estes são os resultados obtidos diretamente da aplicação do JADE os mapas não apresentam uma escala coerente, já que houve perda da calibração.

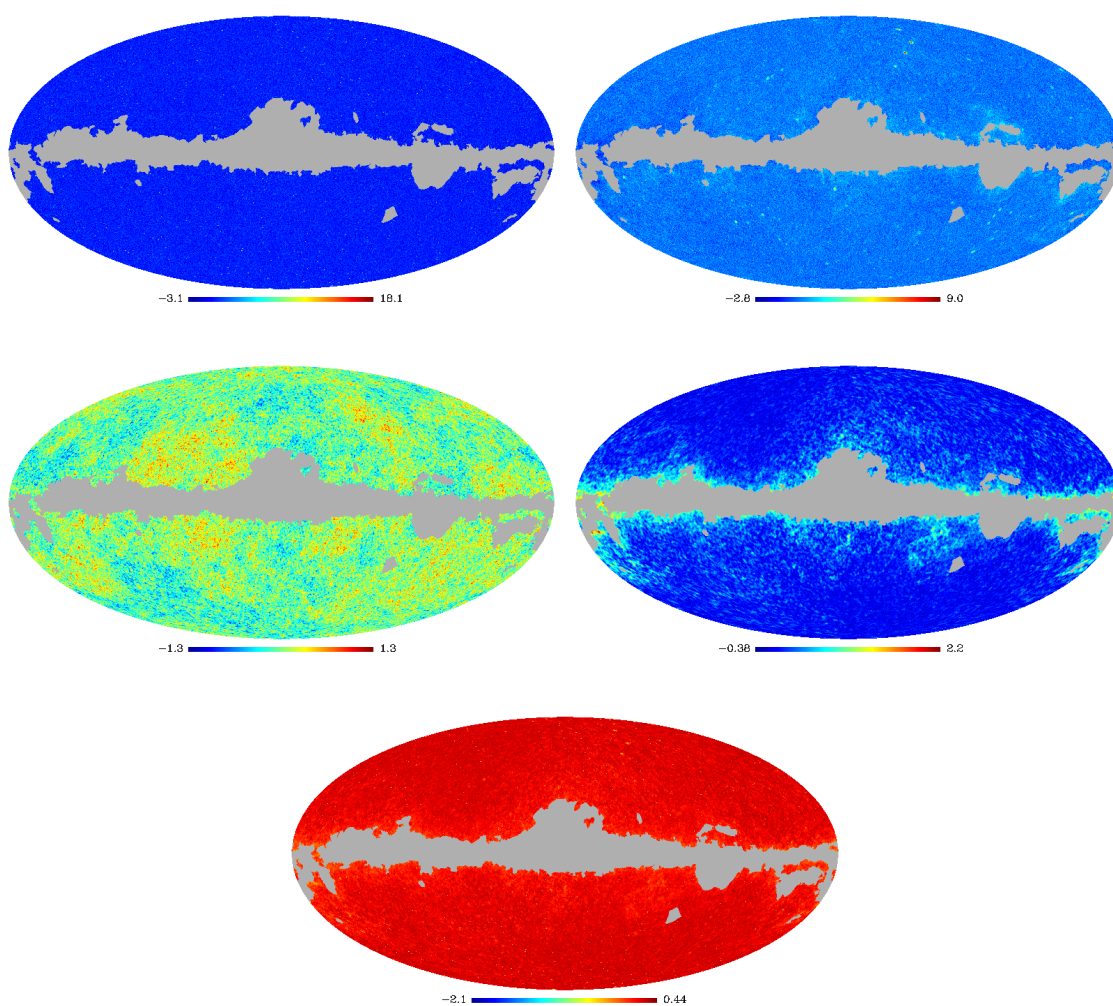


Figura A.1 - Mapas resultantes da aplicação do método ao quarto conjunto de mapas. O primeiro mapa é referente ao efeito SZ recuperado.

A.2 Resultados da calibração

Como dito no Capítulo 5, a calibração dos mapas recuperados pelo JADE a partir de sua aplicação ao segundo, terceiro e quinto conjuntos de mapas foi realizada de maneira análoga à do mapa obtido com o teste relativo ao quarto conjunto de mapas.

Novamente de posse das posições dos 39 aglomerado reais incluídos nos mapas foram tomados os valores de ΔT_{SZ} dos mapas de entrada e do recuperado pelo JADE. Os valores médios das razões de todos os 39 aglomerados $\langle R(\nu) \rangle$ estão reunidos nas Tabelas A.1, A.2 e A.3, para os caso onde os mapas de entrada são os do segundo e terceiro conjuntos de simulações respectivamente. Os mapas calibrados obtidos com a multiplicação destes valores médios em cada frequência pelo mapa recuperado, para três dos casos (segundo, terceiro e quinto conjunto de simulações) são apresentados nas Figuras A.2, A.3 e A.4, com a validação destas calibrações mostradas nos gráficos das Figuras A.5, A.6 e A.7, respectivamente.

Tabela A.1 - Valores das médias das razões $R(\nu)$ dos aglomerados reais em cada frequência, para os mapas de entrada do segundo conjunto de simulações.

Frequência - ν (GHz)	143	217	353	545
$\langle R(\nu) \rangle$	$-2,12 \cdot 10^{-5}$	$-1,47 \cdot 10^{-7}$	$4,58 \cdot 10^{-5}$	$1,14 \cdot 10^{-4}$

Tabela A.2 - Valores das médias das razões $R(\nu)$ dos aglomerados reais em cada frequência, para os mapas de entrada do terceiro conjunto de simulações.

Frequência - ν (GHz)	100	143	217	353	545
$\langle R(\nu) \rangle$	$-2,47 \cdot 10^{-5}$	$-1,71 \cdot 10^{-5}$	$-1,18 \cdot 10^{-7}$	$3,68 \cdot 10^{-5}$	$9,19 \cdot 10^{-5}$

Tabela A.3 - Valores das médias das razões $R(\nu)$ dos aglomerados reais em cada frequência, para os mapas de entrada do quinto conjunto de simulações.

Frequência - ν (GHz)	100	143	217	353	545
$\langle R(\nu) \rangle$	$-3,17 \cdot 10^{-5}$	$-2,19 \cdot 10^{-5}$	$-1,52 \cdot 10^{-7}$	$4,72 \cdot 10^{-5}$	$1,18 \cdot 10^{-4}$

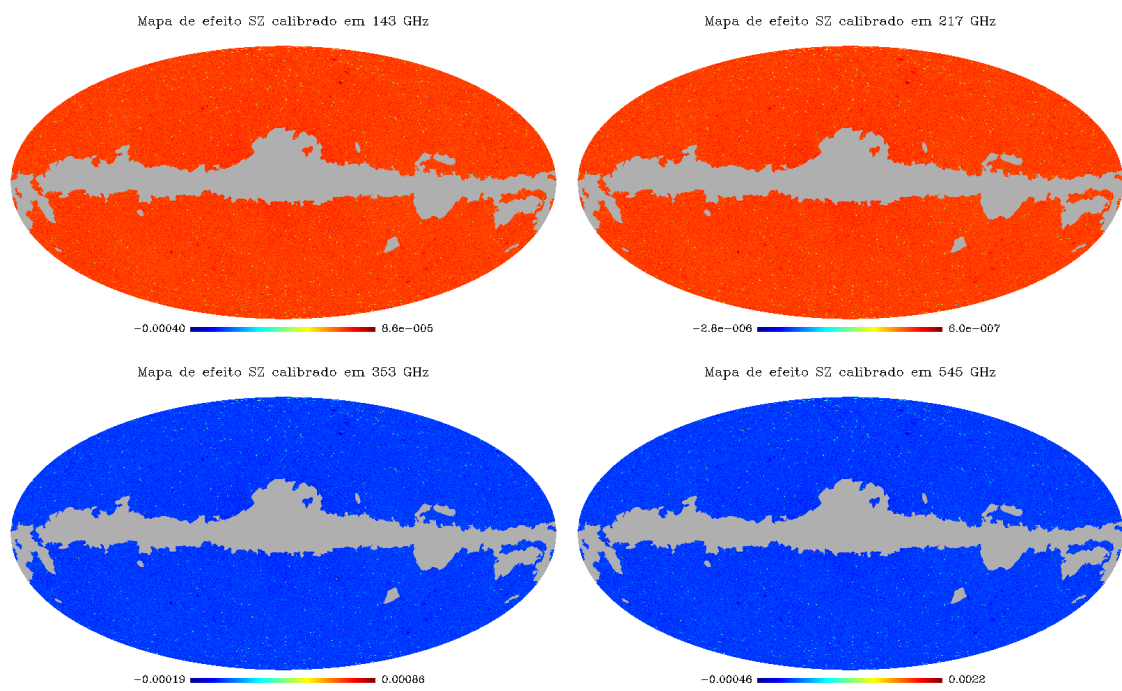


Figura A.2 - Mapas de efeito SZ recuperados pelo JADE, a partir de sua aplicação ao segundo conjunto de mapas, já calibrados. A unidade dos mapas é K.

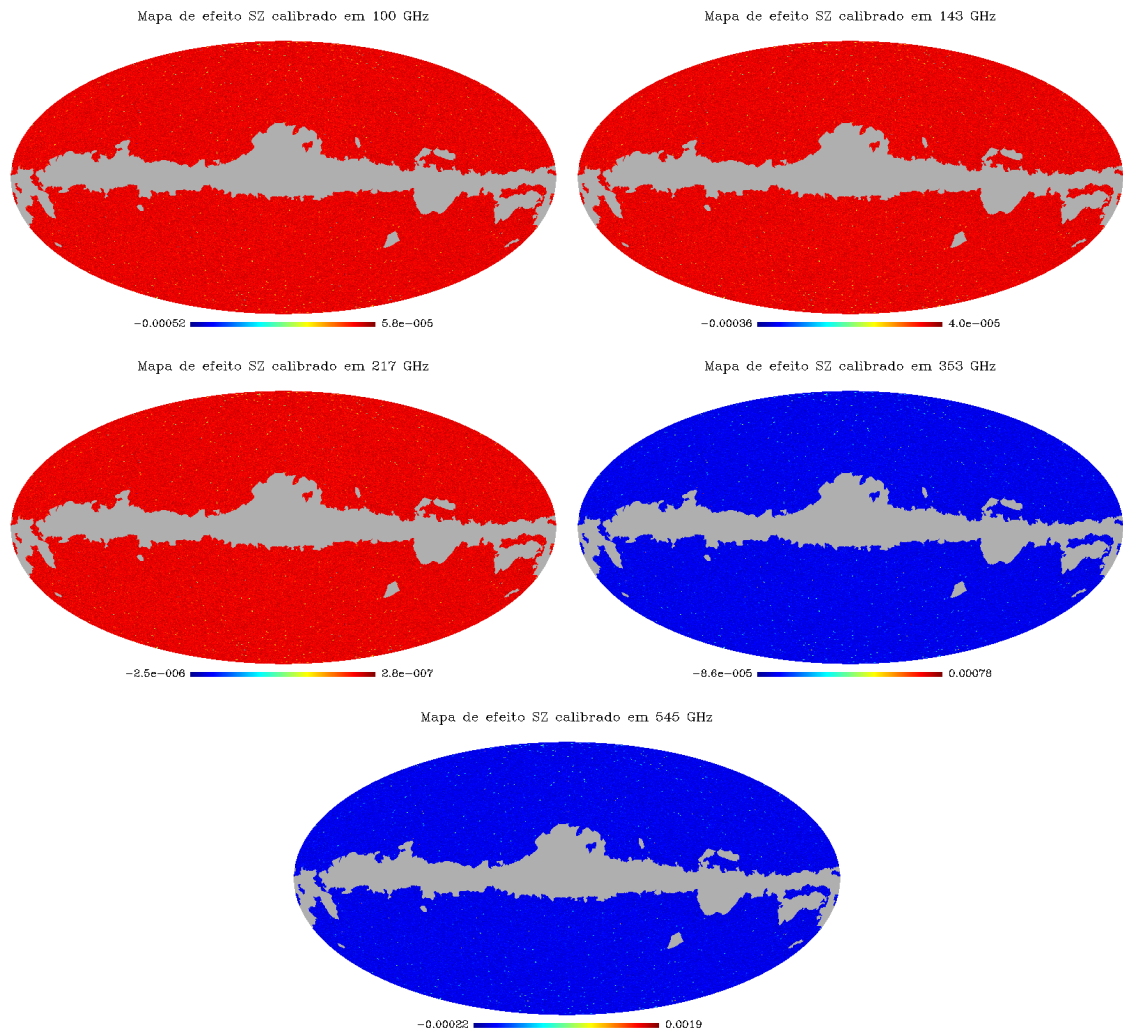


Figura A.3 - Mapas de efeito SZ recuperados pelo JADE, a partir de sua aplicação ao terceiro conjunto de mapas, já calibrados. A unidade dos mapas é K.

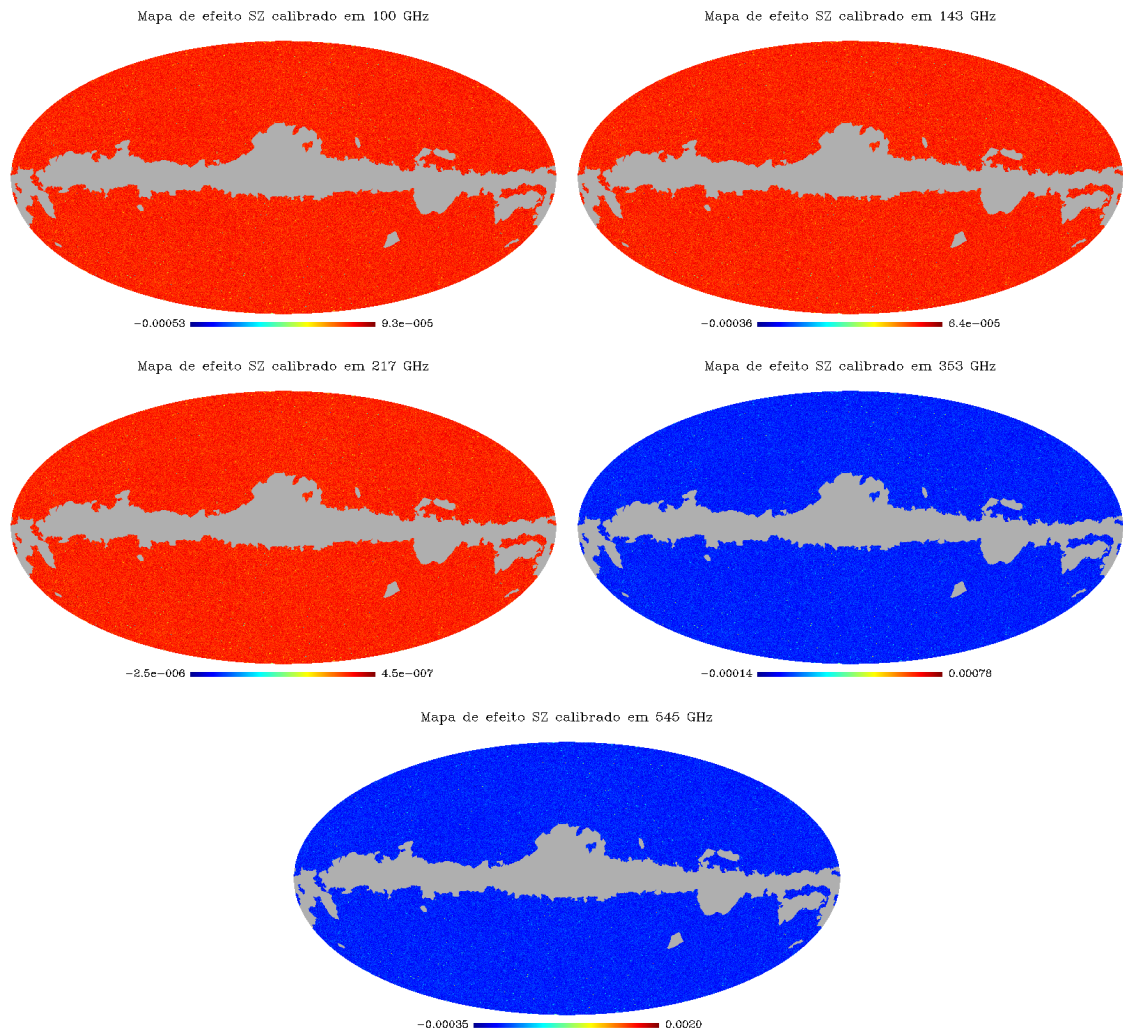


Figura A.4 - Mapas de efeito SZ recuperados pelo JADE, a partir de sua aplicação ao quinto conjunto de mapas, já calibrados. A unidade dos mapas é K.

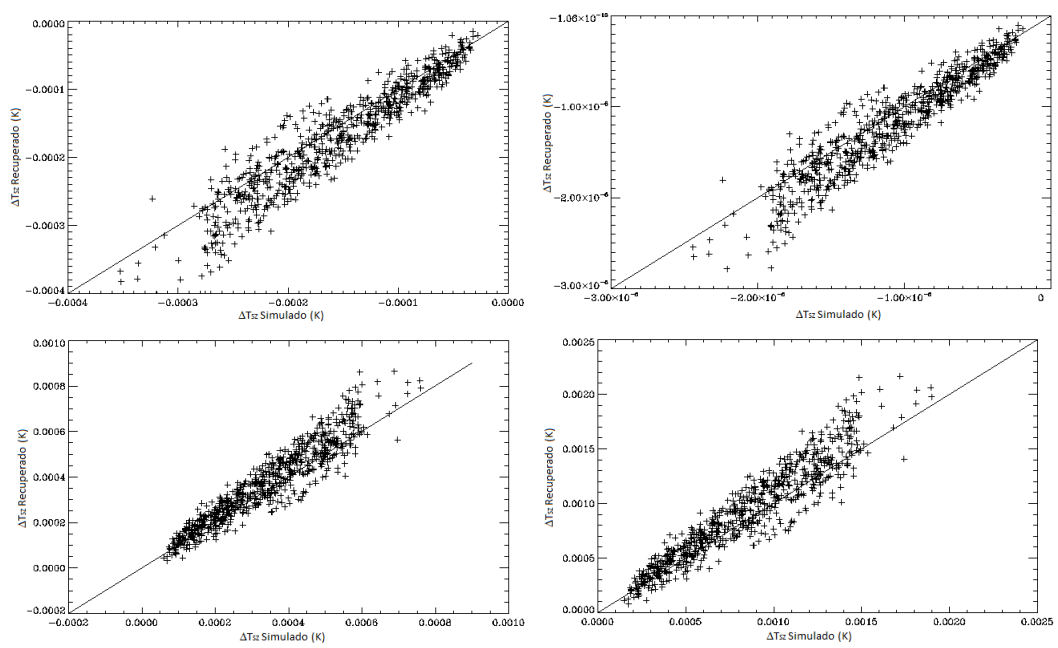


Figura A.5 - Gráficos entre os valores de ΔT_{SZ} dos aglomerados nos mapas de entrada (segundo conjunto de simulações) e nos mapas calibrados, nas frequências de 143, 217, 353 e 545 GHz. As retas na diagonal de cada gráfico é a linha de igualdade.

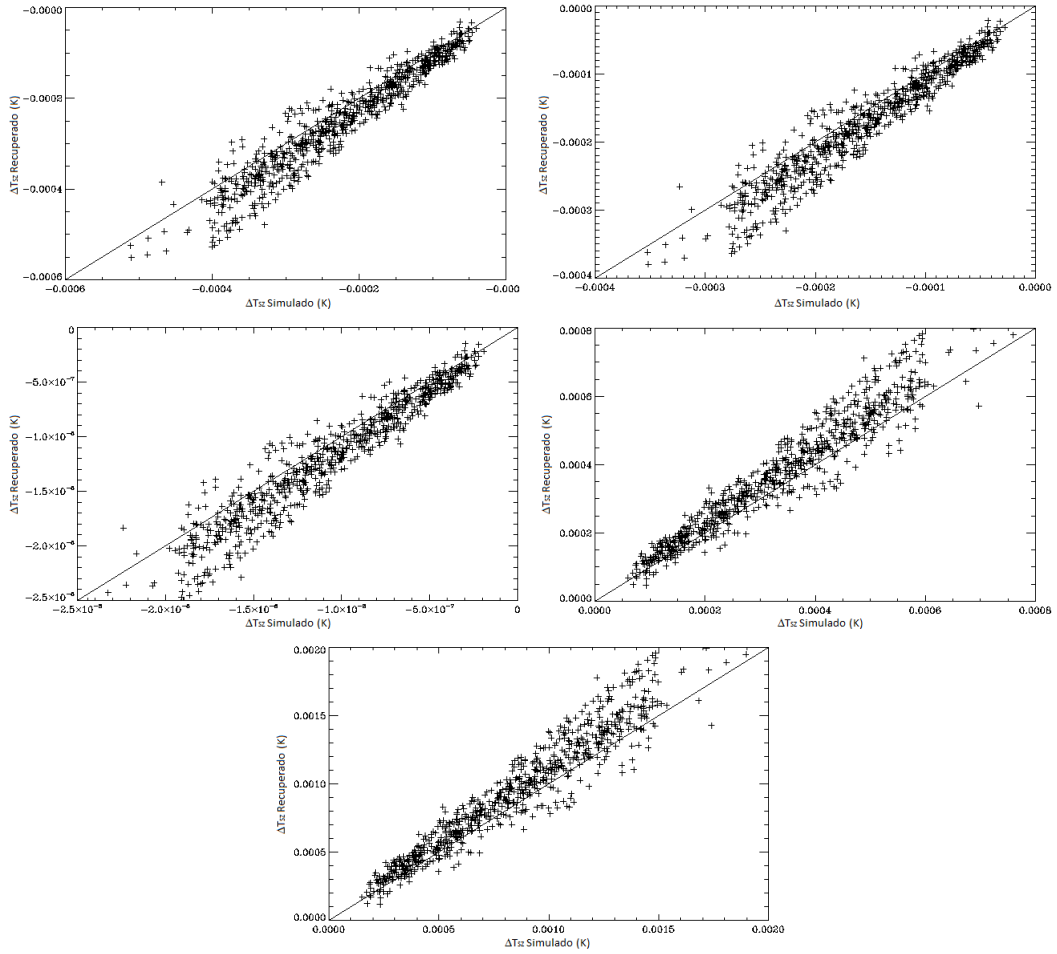


Figura A.6 - Gráficos entre os valores de ΔT_{SZ} dos aglomerados nos mapas de entrada (terceiro conjunto de simulações) e nos mapas calibrados, nas frequências de 143, 217, 353 e 545 GHz. As retas na diagonal de cada gráfico é a linha de igualdade.

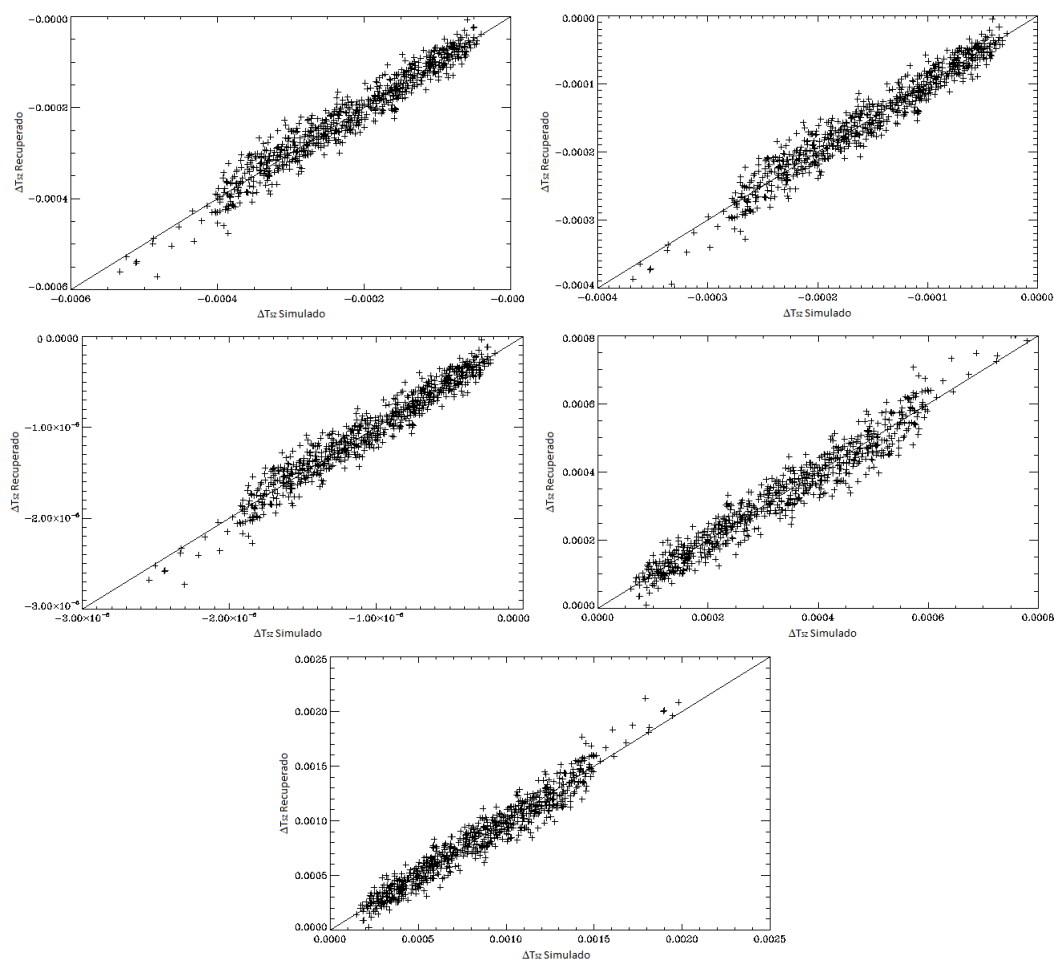


Figura A.7 - Gráficos entre os valores de ΔT_{SZ} dos aglomerados nos mapas de entrada (quinto conjunto de simulações) e nos mapas calibrados, nas frequências de 100, 143, 217, 353 e 545 GHz. As retas na diagonal de cada gráfico é a linha de igualdade.

PUBLICAÇÕES TÉCNICO-CIENTÍFICAS EDITADAS PELO INPE

Teses e Dissertações (TDI)

Teses e Dissertações apresentadas nos Cursos de Pós-Graduação do INPE.

Manuais Técnicos (MAN)

São publicações de caráter técnico que incluem normas, procedimentos, instruções e orientações.

Notas Técnico-Científicas (NTC)

Incluem resultados preliminares de pesquisa, descrição de equipamentos, descrição e ou documentação de programas de computador, descrição de sistemas e experimentos, apresentação de testes, dados, atlas, e documentação de projetos de engenharia.

Relatórios de Pesquisa (RPQ)

Reportam resultados ou progressos de pesquisas tanto de natureza técnica quanto científica, cujo nível seja compatível com o de uma publicação em periódico nacional ou internacional.

Propostas e Relatórios de Projetos (PRP)

São propostas de projetos técnico-científicos e relatórios de acompanhamento de projetos, atividades e convênios.

Publicações Didáticas (PUD)

Incluem apostilas, notas de aula e manuais didáticos.

Publicações Seriadas

São os seriados técnico-científicos: boletins, periódicos, anuários e anais de eventos (simpósios e congressos). Constam destas publicações o Internacional Standard Serial Number (ISSN), que é um código único e definitivo para identificação de títulos de seriados.

Programas de Computador (PDC)

São a seqüência de instruções ou códigos, expressos em uma linguagem de programação compilada ou interpretada, a ser executada por um computador para alcançar um determinado objetivo. Aceitam-se tanto programas fonte quanto os executáveis.

Pré-publicações (PRE)

Todos os artigos publicados em periódicos, anais e como capítulos de livros.