sid.inpe.br/mtc-m19/2013/05.31.19.01-TDI

MODELO DA GALÁXIA NO INFRAVERMELHO E EM RAIOS GAMA

Priscilla Firmino Polido

Tese de Doutorado do Curso de Pós-Graduação em Ciência Espacial e Atmosférica/Astrofísica, orientada pelo Dr. Francisco José Jablonski, aprovada em 14 de junho de 2013.

URL do documento original:
<http://urlib.net/8JMKD3MGP7W/3E7UP2H>

INPE
São José dos Campos
2013

PUBLICADO POR:

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE
Gabinete do Diretor (GB)
Serviço de Informação e Documentação (SID)
Caixa Postal 515 - CEP 12.245-970
São José dos Campos - SP - Brasil
Tel.:(012) 3208-6923/6921
Fax: (012) 3208-6919
E-mail: pubtc@sid.inpe.br

CONSELHO DE EDITORAÇÃO E PRESERVAÇÃO DA PRODUÇÃO INTELECTUAL DO INPE (RE/DIR-204):
Presidente:
Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)
Membros:
Dr. Antonio Fernando Bertachini de Almeida Prado - Coordenação Engenharia e Tecnologia Espacial (ETE)
Drª Inez Staciarini Batista - Coordenação Ciências Espaciais e Atmosféricas (CEA)
Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação Observação da Terra (OBT)
Dr. Germano de Souza Kienbaum - Centro de Tecnologias Especiais (CTE)
Dr. Manoel Alonso Gan - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos (CPT)
Drª Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação
Dr. Plínio Carlos Alvalá - Centro de Ciência do Sistema Terrestre (CST)
BIBLIOTECA DIGITAL:
Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação de Observação da Terra (OBT)
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:
Maria Tereza Smith de Brito - Serviço de Informação e Documentação (SID)
Luciana Manacero - Serviço de Informação e Documentação (SID)

sid.inpe.br/mtc-m19/2013/05.31.19.01-TDI

MODELO DA GALÁXIA NO INFRAVERMELHO E EM RAIOS GAMA

Priscilla Firmino Polido

Tese de Doutorado do Curso de Pós-Graduação em Ciência Espacial e Atmosférica/Astrofísica, orientada pelo Dr. Francisco José Jablonski, aprovada em 14 de junho de 2013.

URL do documento original:
<http://urlib.net/8JMKD3MGP7W/3E7UP2H>

INPE
São José dos Campos
2013

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

P759m

Polido, Priscilla Firmino.

Modelo da Galáxia no Infravermelho e em Raios Gama / Priscilla Firmino Polido. – São José dos Campos : INPE, 2013.

xxiv + 118 p. ; (sid.inpe.br/mtc-m19/2013/05.31.19.01-TDI)

Tese (Doutorado em Ciência Espacial e Atmosférica/Astrofísica) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2013.

Orientador : Dr. Francisco José Jablonski.

1. galáxia. 2. contagem de estrelas. 3. infravermelho. 4. altas energias. 5 Via Láctea. I.Título.

CDU 524.62

Esta obra foi licenciada sob uma Licença Creative Commons Atribuição-NãoComercial 3.0 Não Adaptada.

This work is licensed under a Creative Commons Attribution-NonCommercial 3.0 Unported License.

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

Astrofísica

Dr. André de Castro Milone

Presidente / INPE / São José dos Campos - SP

Dr. Francisco José Jablonski

Orientador(a) / INPE / SJCampos - SP

Dr. Jose Williams dos Santos Vilas Boas

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

Dr. Hélio Jaques Rocha Pinto

Convidado(a) / UFRJ / Rio de Janeiro - RJ

Dr. Jacques Raymond Daniel Lépine

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

Dr. Wilton da Silva Dias

Convidado(a) / UNIFEI / Itajubá - MG

Este trabalho foi aprovado por:

( ) maioria simples

(X) unanimidade

Aluno (a): ***Priscilla Firmino Polido***

São José dos Campos, 14 de Junho de 2013

"All our science, measured against reality, is primitive and childlike –
and yet it is the most precious thing we have."

Albert Einstein

AGRADECIMENTOS

Agradeço a meus pais Maria Leonor e José Alberto e a meu irmão Victor pelo apoio incondicional em todas as minhas decisões.

Agradeço a meu marido Rafael, que foi quem mais sentiu as minhas ausências nesse longo, longo, looooonnnngo caminho. Obrigada pela compreensão, carinho e conselhos.

Agradeço ao meu orientador Francisco Jablonski pelas incontáveis ideias e sugestões, tempo, ajuda e principalmente pela paciência.

Agradeço à professora Claudia Vilega Rodrigues, presença constante em todas as minhas bancas de avaliação (exceto nesta), pelas sugestões, incentivo e conselhos.

Agradeço ao professor Jacques Lépine pela disponibilidade em esclarecer dúvidas e pelas sugestões.

Agradeço aos amigos do INPE, em especial ao Julio, German, Karleyne, Filipe e Leonardo.

Agradeço aos amigos de fora da 'bolha', em especial à Cris e Mariana, por ajudarem a ver as situações sob outras perspectivas.

Agradeço aos professores, secretárias, técnicos e demais funcionários da Divisão de Astrofísica.

Agradeço à agência CAPES pelos recursos financeiros.

RESUMO

Neste trabalho, apresentamos os resultados de duas abordagens inéditas no que diz respeito à derivação de parâmetros galácticos via contagens de estrelas: a primeira, baseada no código PINGAS (*Program for INfrared GAlactic Starcounts*) desenvolvido por Ortiz e Lépine (1993), utiliza os dados homogêneos do levantamento 2MASS em J, H e K_S para estimar, a partir de uma grade de linhas de visada igualmente espaçadas no céu, os parâmetros estruturais mais importantes da Galáxia. É a primeira vez que se realiza um estudo baseado em contagens de estrelas que cobre o céu inteiro, incluindo a problemática região próxima ao plano galáctico. A segunda abordagem diz respeito à utilização das fontes pontuais do telescópio de raios γ Fermi com entrada para um código simplificado de contagens de estrelas. Utilizamos em nosso trabalho uma sistemática bastante conservadora no que tange à obtenção dos valores de parâmetros e de suas incertezas. Dada a complexidade do panorama apresentado pela figura de mérito em um problema cujo número de parâmetros livres pode ultrapassar a dezena, verificamos que o método de Monte Carlo via Cadeias de Markov é ideal para a exploração do espaço de parâmetros, para restringir as regiões de busca pelos melhores valores e para o estabelecimento de incertezas realistas. A determinação propriamente dita dos valores modais dos parâmetros utiliza um algoritmo de Amostragem Hierarquizada (*Nested Sampling*), muito robusto no que tange à capacidade de progredir para o máximo global do problema.

GALAXY MODEL IN INFRARED AND γ RAYS

ABSTRACT

We present in this work two new approaches to the derivation of galactic parameters via the star counts method. The first uses a modern version of the PINGAS (Program for INfrared GAlactic Starcounts) code of Ortiz e Lépine (1993) and the 2MASS data in J, H and K_S to estimate, based on a regular grid of lines-of-sight over the whole sky, the most important structural parameters of the Galaxy. It is the first time that the star counts method is used in the whole sky, including the complex region of the galactic plane. The second contribution is related to the use of a simplified version of the star counts code to model the point sources discovered by the Fermi γ-ray telescope in the whole sky. We have used a conservative approach to derive parameter values and their uncertainties. Since the landscape for the figure of merit of a model can be pretty complex when we have a number of free parameters in excess of a dozen, the Markov Chain Monte Carlo method looks like ideal for an overview of the parameter space, to constrain regions of interest for further exploration and to provide realistic uncertainties. The pinpointing of the best parameter values is carried out with the Nested Sampling method, very robust in terms of progression to the optimum solution of a multiparameter model.

LISTA DE FIGURAS

Pág.

1.1 Mapas da Via Láctea em vários comprimentos de onda. 3

2.1 Ajuste dos braços espirais à representação do padrão espiral apresentado por Churchwell et al. (2009). 13
2.2 Barra. 15
2.3 Comparação entre as densidades de gás HI e H_2 em função do raio galáctico utilizadas originalmente no modelo de Ortiz & Lépine e provenientes do modelo de Amôres & Lépine. 18
2.4 A função de luminosidade atualizada para os objetos da sequência principal e gigantes na banda J. 19
2.5 Distribuição por tipo espectral de 239 objetos localizados a até 10 pc do Sol. 25
2.6 Distribuição por tipo espectral de número de objetos por pc^3 da sequência principal utilizada neste trabalho. 26

3.1 Localizações das fontes do segundo catálogo de fontes puntiformes do Fermi LAT. 31
3.2 Mapa do céu utilizando os dados do instrumento LAT, a bordo do telescópio Fermi. 32

4.1 Tabela do esquema HEALPix 34
4.2 Comparação entre as dispersões provenientes do uso de $\sqrt{N}$ para as contagens na grade de 192 *pixels* e as dispersões provenientes de cinco pontos (o central e quatro vizinhos vindos da grade de 768 pontos), σ_5. 36
4.3 Mapa da razão entre as contagens provenientes da média de cinco linhas de visada vizinhas, $\bar{C}_5$ e as contagens no elemento central da grade de 192 *pixels*. 37
4.4 Mapa de magnitude limite na banda K_S para a grade com $N_{side} = 4$. . . 40
4.5 Mapa de magnitude limite na banda K_S para a grade com $N_{side} = 16$. . . 41
4.6 Encolhimento do espaço de parâmetros no *Nested Sampling*. 49
4.7 Efeito da variação de α_Y na densidade do disco fino em função do raio galactocêntrico. 51
4.8 Efeito da variação de β_Y na densidade do disco fino em função do raio galactocêntrico. 52

4.9 Efeito da variação de a_H na densidade do esferóide em função do raio galactocêntrico. 52
4.10 Efeito da variação de N_{sph}/N_D na densidade do esferóide em função do raio galactocêntrico. 53
4.11 Efeito da variação de α_Y sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição do disco fino. 53
4.12 Efeito da variação de β_Y sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição do disco fino. 54
4.13 Efeito da variação de z_Y sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição do disco fino. 54
4.14 Efeito da variação de a_H sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição do esferóide. 55
4.15 Efeito da variação de N_{sph}/N_D sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição do esferóide. 55
4.16 Efeito da variação de κ sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição do esferóide. 55
4.17 Efeito da variação de C_{bar} sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição da barra. 56
4.18 Efeito da variação de C_S sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição dos braços espirais. 56
4.19 Comparação entre as grades utilizadas na exploração do espaço de parâmetros. 58

5.1 Densidades conjuntas de probabilidades *a posteriori* para os parâmetros do modelo após 10^5 iterações de uma MCMC. 61
5.2 Distribuições de densidades para os parâmetros do modelo após 7400 iterações de uma rodada do *Nested Sampling* com $N_{live} = 512$. 62
5.3 Distribuição de densidades para os parâmetros do modelo após uma rodada do *Nested Sampling* iniciada com $N_{live} = 32$ conjuntos iniciais de parâmetros escolhidos aleatoriamente dentre as 5% melhores verossimilhanças de uma MCMC com 25000 iterações. 63
5.4 Densidades conjuntas de probabilidades *a posteriori* para os parâmetros do modelo após 7×10^4 iterações de uma MCMC para a grade de maior resolução. 64
5.5 Efeito de variações nos valores dos parâmetros a_H e N_{sph}/N_D sobre as contagens de estrelas. 71
5.6 Mosaico de histogramas cumulativos de contagens de estrelas para nove linhas de visada selecionadas na banda J. 73

5.7 Mosaico de histogramas cumulativos de contagens de estrelas para nove linhas de visada selecionadas na banda H. 74
5.8 Mosaico de histogramas cumulativos de contagens des estrelas para nove linhas de visada selecionadas na banda K_S. 75
5.9 Mosaico de histogramas cumulativos de contagens de estrelas para os pólos galácticos nas bandas JHK_S. 76
5.10 Contagens cumulativas de fontes com a longitude ($b = 0°$) para a banda K_S. 77
5.11 Contagens cumulativas de fontes com a latitude ($l = 0°$) na banda K_S. . 79
5.12 Mapas de de céu inteiro das contagens observadas, contagens teóricas e diferenças relativas na banda K_S usando esquema HEALPix com N_{side}=16 (3072 pontos). 81
5.13 Mapa de comparação de céu inteiro da razão $C_{(M,14)}/C_{(obs,14)}$ para 12288 linhas de visada na banda K_S para uma comparação direta com os resultados de Chang et al. (2011). 82
5.14 Reprodução do mapa da razão $C_{(M,14)}/C_{(obs,14)}$ para 8192 linhas de visada na banda K_S, do trabalho de Chang et al. (2011). 83

6.1 Mapa de densidades obtido a partir da aplicação da técnica de *kernel* fixo sobre a distribuição de fontes Fermi, com h sendo a resolução angular do instrumento LAT em 100 MeV. A escala está em unidades de número de fontes por grau^2. 89
6.2 Mapa de densidades obtido a partir da aplicação da técnica de *kernel* fixo sobre a distribuição de fontes Fermi, com h sendo a distância média entre os pontos da grade. A escala está em unidades de número de fontes por grau^2. 90
6.3 Mapa de densidades obtido a partir da aplicação da técnica de *kernel* adaptativo sobre a distribuição de fontes Fermi, com h sendo a resolução angular do instrumento LAT em 100 MeV. A escala está em unidades de número de fontes por grau^2. 91
6.4 Mapa de densidades obtido a partir da aplicação da técnica de *kernel* fixo sobre a distribuição de fontes Fermi, com h sendo a distância média entre os pontos da grade. A escala está em unidades de número de fontes por grau^2. 92
6.5 Histograma do número de fontes do segundo catálogo Fermi em função do fluxo de fótons na banda de 100 a 300 MeV. 92
6.6 Histograma do número de fontes do segundo catálogo Fermi em função do fluxo de fótons na banda de 300 MeV a 1 GeV. 93

6.7 Histograma do número de fontes do segundo catálogo Fermi em função do fluxo de fótons na banda de 1 a 3 GeV. 93
6.8 Histograma do número de fontes do segundo catálogo Fermi em função do fluxo de fótons na banda de 3 a 10 GeV. 94
6.9 Histograma do número de fontes do segundo catálogo Fermi em função do fluxo de fótons na banda de 10 a 100 GeV. 94
6.10 Função de luminosidade resultante da utilização de uma lei de potência para relacionar as luminosidades das populações e as densidades. 98
6.11 Função de luminosidade resultante da não restrição nas determinações de densidades das populações. 98
6.12 Contagens cumulativas de fontes para linhas de visada distribuídas no plano galáctico. 100
6.13 Contagens cumulativas de fontes para linhas de visada em $l = 0$. 101

LISTA DE TABELAS

Pág.

2.1 Características intrínsecas das fontes utilizadas no modelo 21

3.1 Limites de magnitude em cada banda do 2MASS 27

4.1 Critérios de rejeição com base em indicadores de qualidade fotométrica. . 38
4.2 Porcentagem de rejeições para algumas direções galácticas nas bandas J, H e K_S. 39
4.3 Intervalo de valores de parâmetros explorado neste trabalho 50

5.1 Resultados provenientes de MCMC, NS e MCMC+NS para a grade HEALPix N_{side}=4. 65
5.2 Comparação entre diferentes esquemas de incertezas. 67
5.3 Comparações entre os nossos valores de parâmetros galácticos e os valores encontrados na literatura. 68

6.1 Intervalo de valores de parâmetros explorado em raios γ 96
6.2 Resultados provenientes do NS para o uso de uma lei de potência para a FL e usando a restrição da diminuição da densidade com o aumento da luminosidade. 97

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

2MASS	–	*Two Micron All Sky Survey*
AGB	–	*Asymptotic Giant Branch*
CDFS	–	*Chandra Deep Field South*
CGRO	–	*Compton Gamma-Ray Observatory*
COBE	–	*Cosmic Background Explorer*
DENIS	–	*Deep Near Infrared Survey of the Southern Sky*
DIRBE	–	*Diffuse Infrared Background Experiment*
EGRET	–	*Energetic Gamma-Ray Experiment Telescope*
FL	–	FunÃ§Ã£o de luminosidade
GBM	–	*Glast Burst Monitor*
GLIMPSE	–	*Galactic Legacy Infrared Mid-Plane Survey Extraordinaire*
HEALPix	–	*Hierarchical Equal Area Isolatitude pixelization of the Sphere*
HEAO-3	–	*High Energy Astrophysics Observatory-3*
HETE-2	–	*High Energy Transient Explorer 2*
HST	–	*Hubble Space Telescope*
INTEGRAL	–	*INTErnational Gamma-Ray Astrophysics Laboratory*
IRAS	–	*Infrared Astronomical Satellite Survey*
LAT	–	*Large Area Telescope*
LMXB	–	BinÃ¡ria de raios-X de baixa massa
MCMC	–	*Markov chain Monte Carlo*
NS	–	*Nested Sampling*
OSO-3	–	*Third Orbiting Solar Observatory*
PSF	–	*Point Spread Function*
PSPC	–	*Position Sensitive Proportional Counter*
ROSAT	–	*Röntgen Satellite*
SAS-2	–	*Second Small Astronomy Satellite*
SDSS	–	*Sloan Digital Sky Survey*

LISTA DE SÍMBOLOS

α_O	–	escala de comprimento radial do disco espesso/velho
α_Y	–	escala de comprimento radial do disco fino/jovem
a_H	–	escala de comprimento do esferóide
b	–	latitude galáctica
β_O	–	raio do buraco central no disco espesso/velho
β_Y	–	raio do buraco central no disco fino/jovem
C_{bar}	–	contraste de densidade entre a barra e os discos
C_S	–	contraste de densidade entre cada braço espiral e o disco fino
E	–	energia
ϕ	–	função de luminosidade estelar
κ	–	achatamento do esferóide
l	–	longitude galáctica
$\mathcal{L}$	–	verossimilhança
N_{sph}/N_D	–	razão de densidades do esferóide e das populações dos discos
	–	na vizinhança solar
pc	–	parsec
R	–	distância de um ponto qualquer até o centro galáctico
r	–	distância de um ponto qualquer localizado no plano da Galáxia
	–	até o centro galáctico
R_0	–	distância entre o Sol e o centro galáctico
ρ	–	densidade de objetos
z_O	–	escala de altura do disco espesso/velho na vizinhança solar
z_Y	–	escala de altura do disco fino/jovem na vizinhança solar

SUMÁRIO

Pág.

1 INTRODUÇÃO **1**

2 MODELO GALÁCTICO NO INFRAVERMELHO **7**

2.1 Modelos galácticos utilizando contagens de estrelas 7

2.2 O modelo galáctico 9

2.2.1 Discos 10

2.2.2 Disco intermediário 11

2.2.3 Esferóide 11

2.2.4 Braços espirais 12

2.2.5 Barra 14

2.2.6 Extinção Interestelar 16

2.2.7 Função de Luminosidade 17

3 BASES DE DADOS UTILIZADAS **27**

3.1 Catálogo 2MASS 27

3.2 Catálogo do Fermi-LAT 29

4 METODOLOGIA **33**

4.1 Utilização do catálogo 2MASS 33

4.1.1 Modo de busca e grade utilizada 33

4.1.2 Critérios de rejeição 36

4.1.3 Magnitude limite 40

4.2 Utilização do modelo 41

4.2.1 Estimativas de parâmetros 42

4.2.2 MCMC 42

4.2.3 *Nested Sampling* 46

4.2.4 Os parâmetros investigados e seus intervalos de valores 49

4.3 Refinamentos 56

4.4 Comparações entre modelo e observações 57

5 RESULTADOS **59**

5.1 Parâmetros galácticos 59

5.2 Comparações com valores da literatura 67

5.3 Comparações em linhas de visada selecionadas 72

6 MODELO GALÁCTICO EM ALTAS ENERGIAS 85

6.1 Modelo de distribuição de fontes puntiformes 85

6.1.1 Esferóide 86

6.1.2 Disco 86

6.1.3 Função de luminosidade 87

6.2 Metodologia 87

6.2.1 Utilização de catálogos 87

6.2.1.1 *Kernel* adaptativo 88

6.2.2 Mapa de densidade obtido a partir do catálogo 88

6.2.2.1 Intervalos de fluxo utilizados 90

6.2.2.2 Luminosidades típicas dos objetos 95

6.2.2.3 Fundo extragaláctico 95

6.2.3 Utilizando o modelo 95

6.2.3.1 Estimativas de parâmetros 95

6.2.3.2 Os parâmetros investigados e seus intervalos de valores 96

6.3 Resultados 96

6.3.1 Parâmetros 96

6.3.2 Comparações 99

7 Considerações Finais e Perspectivas 103

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS 107

1 INTRODUÇÃO

A denominação Via Láctea surgiu para se referir à faixa de aspecto leitoso que pode ser observada no céu a olho nu. Quando Galileu, no século XVII, ouviu sobre a construção de telescópios refratores por Hans Lippershey, Zacharias Janssen e Jacob Metius de Alkmaar, resolveu aventurar-se também, chegando a implementar melhorias. Ao apontar o seu telescópio na direção da tal faixa leitosa, observou que esta era composta, na verdade, por uma grande quantidade de fontes que não podiam ser distinguidas sem a ajuda de um instrumento astronômico.

Costuma-se dizer que William Herschell foi o responsável pela primeira tentativa de estimar o tamanho e formato da Via Láctea através do método de contagens de estrelas. Apesar dos instrumentos ainda rudimentares da época e das hipóteses bastante simplificadas como, por exemplo, de que todas as estrelas apresentavam o mesmo brilho absoluto, que sua distribuição espacial era uniforme, que não existia extinção e que o Sol estava localizado próximo do centro galáctico, ele conseguiu concluir que a galáxia possuía o formato de um disco.

No século XX, Seeliger (1898), Kapteyn (1904) e Kapteyn e Rhijn (1920), ao estudarem 200 áreas distribuídas na esfera celeste e supondo que os objetos possuíam vários níveis de brilho e que não ocorriam absorções pelo material interestelar, obtiveram que o formato da Galáxia era esferoidal achatado, sendo cinco vezes maior na direção do plano, e que a densidade estelar diminuía uniformemente com a distância ao centro, atingindo metade do seu valor central a cerca de 800 parsecs (pc) no plano e 150 pc na direção perpendicular.

Foi Trumpler (1930) que, ao estudar aglomerados abertos, mostrou de forma irrefutável a existência da absorção interestelar. Desde então, o método de contagens de estrelas passou a apresentar resultados significativos.

Por ser a extinção interestelar menor no infravermelho, essa região do espectro é adequada para a investigação da estrutura da Via Láctea. O surgimento dos detectores de grande área no infravermelho próximo nos anos 1990 levou à realização de levantamentos em grande escala como o 2MASS[1] (*Two Micron All Sky Survey*) e o DENIS[2] (*Deep Near Infrared Survey of the Southern Sky*). O 2MASS produziu dados em J, H e K_S até magnitude 16 com boa cobertura espacial e com boa qualidade fotométrica, enquanto o DENIS produziu dados em I, J e K_S, cobrindo

[1] http://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/2mass.html
[2] http://cdsweb.u-strasbg.fr/denis.html

cerca de 40% do céu. Tais levantamentos foram consolidados em bancos de dados de acesso público que podem ser consultados de modo simples no endereço eletrônico http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/Gator/, produzindo respostas em formatos adequados para a comparação com modelos de estrutura galáctica.

A partir da construção ou modificação de modelos galácticos, com componentes que se adequem aos nossos objetivos de pesquisa, é possível investigar a estrutura galáctica, realizando a determinação de valores de parâmetros e mesmo descartando componentes conforme estas se revelem dispensáveis. Caso determinado modelo seja adaptado para uso em outras regiões do espectro eletromagnético, podemos também estudar mais profundamente a distribuição espacial de tipos diferentes de objetos através da utilização de bandas mais favoráveis à observação destes.

Apesar dos grandes avanços, ainda restam muitas dúvidas sobre a estrutura da nossa galáxia. Os modelos galácticos mais bem-sucedidos (BAHCALL; SONEIRA, 1980; ROBIN; CREZé, 1986; WAINSCOAT et al., 1992; ORTIZ; LéPINE, 1993; GIRARDI et al., 2005; JURIĆ et al., 2008; CHANG et al., 2011) exigem um determinado número de componentes, que são, de certa forma, arbitrárias e dependem de elementos de difícil modelagem, como é o caso da extinção interestelar. Devido ao maior efeito da extinção ocorrer no plano galáctico, essa região é considerada mais complicada e costuma ser evitada pelos modelos. Dessa forma, os modelos não são aplicados em grades uniformemente distribuídas para a obtenção de parâmetros que descrevam as características gerais da Galáxia. A discrepância de valores para os parâmetros galácticos fornecidos por distintos modelos certamente tem entre suas causas o uso de grades de linha de visada não uniformemente distribuídas.

Quando observamos o céu em vários comprimentos de onda de forma a varrer o espectro eletromagnético, deparamo-nos com imagens bastante diferentes. Podemos ver na figura 1.1 a Via Láctea em várias bandas do espectro: rádio, infravermelho próximo e distante, óptico, raios X e raios γ. As diferenças de aspecto nas várias imagens acontecem devido aos mecanismos distintos de emissão e à absorção distinta em bandas diferentes. Assim, observamos diferentes tipos de objetos conforme a região espectral utilizada e a quantidade de material entre nós e as fontes. Em rádio e no infravermelho, podemos observar regiões de formação estelar profundamente envolvidas por gás e poeira. Em raios X, podemos observar Núcleos Ativos de Galáxias que se encontram na direção do plano galáctico, mas realmente muito distantes de nós.

A primeira grande missão espacial da astronomia de raios γ foi o *Compton Gamma-*

Figura 1.1 - Mapas da Via Láctea em vários comprimentos de onda. O mapa do contínuo rádio em 408 MHz utiliza dados de *surveys* feitos com os telescópios Jodrell Bank MkI e MkIA, Parkes 64 metros e Effelsberg 100 metros. O mapa do H atômico utiliza dados em rádio da linha de 21 cm do H, existentes em *Leiden-Dwingeloo Survey*. O mapa do H molecular utiliza dados do contínuo em rádio em 115 GHz de *surveys* obtidos com os telescópios CfA de 1,2 metros e outro similar localizado no Chile. O mapa no infravermelho utiliza dados do satélite IRAS (*Infrared Astronomical Satellite Survey*). O mapa no infravermelho próximo utiliza dados do instrumento DIRBE (*Diffuse Infrared Background Experiment*), a bordo do satélite COBE (*Cosmic Background Explorer*). O mapa no óptico foi feito a partir de 16 fotografias tiradas pelo Dr. Axel Mellinger. O mapa em raios X utiliza dados do instrumento PSPC (*Position Sensitive Proportional Counter*), a bordo do ROSAT (*Röntgen Satellite*). O mapa em raios γ utiliza dados do instrumento EGRET (*Energetic Gamma-Ray Experiment Telescope*), a bordo do CGRO.
Fonte: NASA (2013)

Ray Observatory (CGRO)[1], lançado em 1991, que forneceu dados com os quais foi possível fazer o primeiro mapa de céu inteiro em raios γ. A astrofísica de altas energias se desenvolveu há bem menos tempo com relação ao infravermelho devido aos problemas de absorção de raios X e raios γ pela atmosfera terrestre e pelas dificuldades da realização de imageamento.

O telescópio Fermi [2] entrou em funcionamento em 2008, tendo características mais avançadas que o CGRO. Seu segundo catálogo de fontes puntiformes já foi disponibilizado à comunidade científica e o mapa do céu relativo ao mesmo período de observação confirma as melhorias significativas em resolução de energia e resolução espacial, conforme podemos ver em Nolan et al. (2012). Com essas melhorias, a distribuição da emissão galáctica de raios γ é pela primeira vez conhecida, de forma a permitir uma comparação razoável com modelos de distribuição espacial de fontes, tal como se faz em outros comprimentos de onda. Isso permite investigar de maneira inédita a contribuição de diferentes fontes astrofísicas que possam produzir a emissão observada.

Durante o mestrado, conhecemos alguns modelos capazes de prever as contagens de objetos no ótico e no infravermelho e trabalhamos com o modelo de Ortiz e Lépine (1993), realizando comparações com as observações do catálogo 2MASS. Também realizamos uma sucinta exploração do espaço de parâmetros por meio de Cadeias de Markov com Monte Carlo.

Nosso objetivo principal neste trabalho de doutorado é aprofundar a investigação sobre os valores de parâmetros que melhor descrevem a nossa galáxia através de comparações com observações 2MASS, discutindo a complexa topologia do espaço de parâmetros. Para isso, utilizamos grades uniformemente distribuídas no céu inteiro, incluindo o plano. Além disso, estendemos a região do espectro eletromagnético abrangida até então pelo modelo às altas energias, porém de forma bem menos profunda. Buscamos, mais especificamente, encontrar a distribuição de fontes galácticas de raios γ que explique as observações obtidas pelo telescópio Fermi.

No capítulo 2, descrevemos como é o modelo galáctico que utilizamos para predizer as contagens de objetos no infravermelho e as diferenças entre este e o modelo original de Ortiz e Lépine (1993). O capítulo 3 resumirá as informações dos levantamentos galácticos que utilizamos e seus catálogos. A metodologia de trabalho e os resultados, bem como a discussão destes, constam nos capítulos 4 e 5, respectivamente.

[1] http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/cgro/
[2] http://fermi.gsfc.nasa.gov/

No capítulo 6 descrevemos as modificações realizadas para que o mesmo modelo fosse capaz de reproduzir as observações de fontes puntiformes em altas energias juntamente com os resultados obtidos. As considerações finais e perspectivas futuras seguem no capítulo 7.

2 MODELO GALÁCTICO NO INFRAVERMELHO

2.1 Modelos galácticos utilizando contagens de estrelas

Um dos métodos utilizados para se estudar a estrutura galáctica é o de contagens de estrelas. Tal método é baseado na equação de estatística estelar (BINNEY; MERRIFIELD, 1998) e nos permite predizer o número de objetos para determinada linha de visada:

$$A_s(m_1, m_2, l, b)d\Omega = \int_{m_1}^{m_2} dm \int_0^{\infty} r^2 dr \rho_s(r, M)\phi_s(M)d\Omega, \tag{2.1}$$

onde A_s é a densidade numérica superficial de estrelas com tipo s e magnitude aparente entre m_1 e m_2 em um ângulo sólido $d\Omega$ na direção fornecida fornecida pelas coordenadas galácticas l e b, r é a distância heliocêntrica, ρ_s é a densidade estelar e ϕ_s é a função de luminosidade. Na prática, costumamos tratar a função de luminosidade e a densidade estelar de uma forma um pouco diferente: adotamos a função de luminosidade de forma a fornecer o número de objetos por pc^3 perto do Sol com magnitudes no intervalo $(M, M + dM)$, e a densidade estelar como a razão entre a densidade estelar em um ponto r e a densidade estelar perto do Sol.

Os modelos galácticos que usam contagens de estrelas podem ser classificados em dois tipos: aqueles que adotam uma função de luminosidade empírica, baseada em observações da população estelar na vizinhança solar, e aqueles que empregam uma função de luminosidade derivada das trajetórias de evolução estelar e distribuições de massas estelares, idades e metalicidades. Alguns exemplos de modelos que se encaixam no primeiro grupo são Bahcall e Soneira (1980), Wainscoat et al. (1992), Ortiz e Lépine (1993) (OL93), Jurić et al. (2008) e Chang et al. (2011). Já os modelos de Robin e Crezé (1986) e de Girardi et al. (2005) pertencem ao grupo dos modelos evolucionários.

Outro ingrediente importante que pode variar de um modelo para o outro é o número de componentes usadas. Por exemplo, se em um trabalho o objetivo é reproduzir as contagens de objetos em latitudes galácticas altas, é provável que os braços espirais e a barra não sejam levados em consideração, já que estes afetam a descrição da Galáxia em regiões próximas ao plano galáctico. Isso quer dizer que o número de componentes utilizadas para representar a Via Láctea varia de acordo com o foco do trabalho. Apesar dessas variações, duas componentes estão sempre presentes nos modelos galácticos: o disco e o esferóide. Depois de estudar uma amostra de 12500

estrelas na direção no pólo Sul galáctico, Gilmore e Reid (1983) notaram a existência de uma outra população que seguia a lei de densidade do disco até então frequentemente usada, mas que tinha uma escala de altura muito maior. Essa população foi chamada de disco espesso e, depois disso, boa parte dos modelos galácticos passaram a adotar uma componente disco composta de um disco fino e um disco espesso. Com relação ao esferóide, apesar dessa denominação estar sempre presente nos trabalhos, muitas vezes ela indica estruturas diferentes, como o bojo, o halo ou ainda ambos, como acontece no modelo de Ortiz e Lépine (1993).

Em geral, a densidade de objetos nos discos decresce exponencialmente com o raio galactocêntrico e com a distância vertical até o plano. Por outro lado, a densidade de objetos no esferóide segue um decaimento como a lei de de Vaucouleurs.

Voltando às componentes que nem sempre estão presentes nos modelos, apesar da forte evidência de que a nossa galáxia possui uma estrutura espiral, não existe um consenso com relação ao número de braços e aos valores de parâmetros associados aos formatos e às posições desses braços. Podemos ver isso, por exemplo, comparando os trabalhos de Russeil (2003), Levine et al. (2006), Vallée (2008) e Hou et al. (2009). Dentre os modelos galácticos baseados no método de contagens de estrelas, os únicos que levam em conta os braços são os de Ortiz e Lépine (1993) e Wainscoat et al. (1992).

Sobre a barra galáctica, sua existência na região central da Via Láctea foi inicialmente proposta nos anos 70 a partir de grandes movimentos não-circulares vistos nas observações de HI e CO na Galáxia mais interna (PETERS III, 1975; COHEN; FEW, 1976; LISZT; BURTON, 1980), mas só nos anos 90 a combinação de evidências como distribuição de luz no infravermelho (BLITZ; SPERGEL, 1991; WEILAND et al., 1994), assimetrias nas contagens de objetos (NAKADA et al., 1991; STANEK et al., 1997; BENJAMIN et al., 2005), cinemática do gás (BINNEY et al., 1991; ENGLMAIER; GERHARD, 1999; FUX, 1999) e a grande profundidade ótica de microlentes (UDALSKI et al., 1994; ZHAO et al., 1995; HAN; GOULD, 1995) tornaram-se mais persuasivas.

Para ter uma ideia geral sobre os modelos citados e quais as componentes usadas por cada um, segue uma breve descrição destes.

Bahcall e Soneira (1980) trabalharam com as contagens de estrelas nas bandas B e V e supuseram que a nossa galáxia poderia ser razoavelmente descrita por duas componentes: um disco e um esferóide. Robin e Crezé (1986) realizaram as contagens nas bandas UBV e utilizaram três componentes: um disco, um halo e uma popu-

lação com idade intermediária entre as idades das duas primeiras populações com distribuição esferoidal exponencial. Wainscoat et al. (1992) estavam interessados nas contagens de objetos extragalácticos, mas como teriam que subtrair as contagens de fontes galácticas das contagens totais provenientes do levantamento *Infrared Astronomical Satellite Survey* (IRAS)[1], adotaram um modelo com cinco componentes para obter as contagens galácticas: disco, halo, bojo, braços espirais e anel molecular. Ortiz e Lépine (1993) modelaram as contagens de estrelas nas bandas RIJHKL e nas bandas IRAS [12 μm] e [25 μm], usando para isso quatro componentes: um esferóide, dois discos com escalas de altura 100 pc e 400 pc, respectivamente, e braços espirais. Posteriomente, uma versão do modelo com um disco intermediário e uma barra foi disponibilizada *online*, bem como uma descrição do modelo[2]. Girardi et al. (2005) empregaram um código de síntese de populações estelares como entrada para a função de luminosidade, de forma a comparar o seu modelo de quatro componentes (disco espesso, disco fino, halo e bojo) com dados no ótico e infravermelho, incluindo o 2MASS, *Chandra Deep Field South* (CDFS) e Hipparcos[3]. Jurić et al. (2008) compararam as contagens de fontes provenientes do *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS)[4] com a contagens previstas do modelo galáctico composto por disco e um halo. Chang et al. (2011) desenvolveram um modelo com um esferóide e um disco, e uma função de luminosidade em forma de lei de potência, cujo índice de potência é um parâmetro livre para cada ponto da grade no céu para latitudes galácticas $|b| > 30°$; a comparação foi realizada para 8192 linhas de visada na banda K_S do 2MASS.

A seguir explicaremos em detalhes o modelo galáctico que utilizamos para fazer as comparações com dados no infravermelho.

2.2 O modelo galáctico

O modelo de Ortiz e Lépine (1993) utiliza um disco jovem, um disco velho, um disco intermediário composto por estrelas de carbono, um esferóide, braços espirais e uma barra, sendo que a densidade numérica total de fontes é dada pela soma das contribuições individuais. Abaixo podemos ver mais sobre cada uma dessas componentes.

[1] http://irsa.ipac.caltech.edu/Missions/iras.html
[2] http://www.astro.iag.usp.br/∼jacques/pingas.html
[3] http://www.rssd.esa.int/Hipparcos/
[4] http://www.sdss.org/

2.2.1 Discos

Foram considerados dois tipos de discos: um disco espesso (velho) e um disco fino (jovem). A densidade de cada subcomponente $i = Y(\text{oung}), O(\text{ld})$ do disco é dada por uma exponencial modificada na direção radial (LÉPINE; LEROY, 2000), que é uma mudança importante com relação ao modelo original:

$$n_{d,i}(r, z, s) = n_{d,i}(R_0, 0, s) \exp\left[-\frac{r}{\alpha_i} - \frac{\beta_i}{r} - \frac{z}{h_i(r)}\right], \tag{2.2}$$

onde aqui r indica a distância no plano da Galáxia de um ponto qualquer até o centro galáctico, $n_{d,i}(R_0, 0, s)$ é a densidade de estrelas de tipo espectral s na vizinhança solar, α_i é a escala de comprimento radial, que não depende do tipo espectral dos objetos, $h_i(r)$ é a escala de altura e β_i é o raio do "buraco" na parte central do disco. A escala de altura $h_i(r)$ é dada por:

$$h_i(r) = z_i \exp\left[\frac{0,4\,(r - R_0)}{R_0}\right], \tag{2.3}$$

sendo z_i a escala de altura na vizinhança solar.

O disco espesso possui uma distribuição de tipos espectrais de gigantes semelhante à encontrada em aglomerados globulares. Estrelas dos tipos espectrais O e B e supergigantes de todos os tipos espectrais foram excluídas da composição do disco espesso. Os parâmetros livres dessa componente são: α_i, β_i, z_i.

Estudos recentes como, por exemplo, os de Sofue et al. (2009) e Amôres et al. (2009), sugeriram a existência de um mínimo na densidade de objetos jovens na vizinhança solar. Esse mínimo seria um efeito da corrotação dos braços espirais com a rotação galáctica, e essa corrotação ocorre em $r \sim 8$ kpc. A densidade de fontes na vizinhança solar já foi amplamente investigada e é relativamente bem conhecida, o que quer dizer que nós conhecemos o valor do mínimo em que nos encontramos. O efeito de não inserir essa informação no modelo seria subestimar as contagens de objetos quando realizamos a varredura em raio galáctico. Realizamos alguns testes com essa possibilidade, usando a densidade do disco jovem como sendo:

$$n_{d,Y}(r, z, s) = n_{d,Y}(R_0, z, s)\left[1,3 - 0,3 \exp^{-(r-R_0)^2}\right], \tag{2.4}$$

sendo r expresso em kpc. Os resultados dessa tentativa constam da seção 5.3.

O modelo de OL93 não utiliza componentes de *warps* nos discos. Evidências da presença do *warp* nos dados 2MASS podem ser vistas em López-Corredoira et al. (2002) e Reylé et al. (2009). Incertezas relacionadas às diferentes distribuições espaciais de poeira e estrelas (FREUDENREICH; AL., 1994; DRIMMEL; SPERGEL, 2001; REYLÉ et al., 2009) e diferenças na distribuição de gigantes e objetos da sequência principal (LÓPEZ-CORREDOIRA et al., 2002) nos levaram a não tentar incluir essa componente na nossa modelagem.

2.2.2 Disco intermediário

Embora essa componente seja denominada também de disco, optamos por não adicioná-la à componente anterior devido às características bem próprias da sua população, tanto no que se refere aos tipos de objetos quanto à distribuição espacial destes. O disco intermediário é composto apenas de estrelas de Carbono, que são brilhantes no infravermelho principalmente na sua fase no ramo assintótico das gigantes (*AGB phase*), quando perdem massa em altas taxas. Essa componente não apresenta dependência radial e sua densidade diminui exponencialmente conforme a distância até o plano aumenta, sendo sua escala de altura 200 pc. Não foram realizadas tentativas de determinações de valores de parâmetros para essa componente.

2.2.3 Esferóide

A densidade de objetos foi adaptada a partir da densidade de massa de Hernquist (1990), sendo dada por:

$$n_{sph}(R, s) = \frac{C_1}{\zeta(\zeta + a_H)^3}, \tag{2.5}$$

sendo R a distância ao centro galáctico, $\zeta = \sqrt{(z/\kappa)^2 + R^2}$, onde κ é o achatamento do esferóide e z é a distância perpendicular ao plano galáctico. a_H pode ser interpretada como uma escala de comprimento do esferóide, mas não no sentido em que geralmente o termo é utilizado. Discutiremos mais sobre esse parâmetro adiante. Temos também que $C_1 = R_0(R_0 + a_H)^3(N_{sph}/N_D)$, e o último termo representa a razão de densidades do esferóide e das populações dos discos na vizinhança solar. R_0 é a distância do Sol até o centro galáctico, considerada como 8,0 kpc, muito próxima das médias aritmética e ponderada das determinações de R_0 obtidas desde 1992 (MALKIN, 2013; MORRIS et al., 2012; REID, 2012; REID, 2013; ZHU; SHEN, 2013).

OL93 usaram $R_0 = 7,9\,\mathrm{kpc}$, que é intermediário entre o valor de 8,5 kpc recomendado pela IAU, e o valor de 7,5 kpc frequentemente usado na época. Uma discussão sobre isso pode ser vista em Lépine et al. (2011). A população estelar do esferóide é considerada como sendo a mesma encontrada no disco espesso, de que falaremos a seguir. Os parâmetros do esferóide que investigamos foram: a_H, κ e N_{sph}/N_D.

2.2.4 Braços espirais

Uma das primeiras representações da estrutura espiral que supostamente existe na nossa galáxia foi realizada por Georgelin e Georgelin (1976), usando um padrão com quatro braços espirais. Desde então, essa componente passou a ser estudada mais intensamente e vários autores tentaram ajustar braços espirais aos dados observacionais, tendo sido obtidos resultados discrepantes tanto para o número de braços como para as suas localizações espaciais. Revisões esclarecedoras podem ser encontradas em Vallee (1995), Vallée (2002), Vallée (2005). Nas partes mais externas da Galáxia, a estrutura espiral não é muito proeminente. Baseando-se em dados 2MASS, Quillen (2002) chegou a sugerir que a Via Láctea é floculenta naquela região.

No modelo de Ortiz & Lépine, a estrutura espiral é composta de quatro braços logaritmicos:

$$r_{arm} = q \exp^{(\theta-\theta_0)tan(i)}, \tag{2.6}$$

onde q é o raio galáctico inicial de cada braço, θ_0 é o ângulo inicial galactocêntrico e i é o ângulo de enrolamento. Os braços são levados em conta apenas no intervalo de raio galactocêntrico de 2 a 15 kpc e são compostos de estrelas O5-B de todas as classes de luminosidade e supergigantes de todos os tipos espectrais. Originalmente, os valores usados para os parâmetros dos braços eram q =2,3 kpc, $i = 14°$, $\theta_0 = 0$ e os quatro braços eram obtidos tomando direções iniciais iguais a θ_0, $\theta_0 + \pi/2$, $\theta_0 + \pi$ e $\theta_0 + 3\pi/2$. Ao invés de usar essa configuração de braços, usamos uma versão aperfeiçoada onde os valores de parâmetros foram derivados de um ajuste dos braços espirais à representação que pode ser vista em Churchwell et al. (2009) e que é baseada no modelo de Georgelin e Georgelin (1976) com algumas modificações: variações em posições, de acordo com resultados de distância de paralaxe para *masers* em regiões de alta formação estelar (XU et al., 2006), refinamentos nas direções tangenciais aos braços obtidas de levantamentos de CO (DAME et al., 2001), revisões nas amplitudes de braços através da utilização de resultados do *Galactic Legacy Infra-*

Figura 2.1 - Ajuste dos braços espirais à representação do padrão espiral apresentado por Churchwell et al. (2009). Superpostos à representação da Galáxia vista de cima, os asteriscos vermelhos indicam pontos de localizações dos braços espirais que obtivemos a partir do trabalho de Churchwell et al. (2009) e para os quais o ajuste dos braços do modelo foi efetivamente realizado. Os traços em preto, no caso dos braços, representam esses ajustes, enquanto que no caso da barra indicam o comprimento e orientação conforme os valores encontrados no Capítulo 5. O asterisco em preto marca a localização do Sol.

red Mid-Plane Survey Extraordinaire (GLIMPSE)[5] e trabalho de Drimmel e Spergel (2001), localizações dos braços mais externo e mais distante usando dados cinemáticos (MCCLURE-GRIFFITHS et al., 2004). Essa é uma das publicações mais recentes sobre a estrutura espiral e inclui os últimos resultados nessa área. Na Figura 2.1 podemos ver a nossa representação dos braços espirais superposta à representação existente em Churchwell et al. (2009).

Dentre os parâmetros relacionados a essa componente, o único que tentamos ajustar através de comparações com as observações 2MASS foi o contraste de densidade no

[5]http://www.astro.wisc.edu/sirtf/

máximo dos braços e o disco fino, C_S. A densidade de objetos na direção perpendicular ao comprimento de cada braço é descrita por uma função gaussiana, sendo a meia largura à meia altura de cerca de 180 pc:

$$n_{arm} = C_S \times n_{d,Y}(R_0, z, s) exp\left[-\frac{1}{2}\left(\frac{r - r_{arm}}{150}\right)^2\right], \tag{2.7}$$

sendo que essa densidade só contribui com as contagens de fontes se $(r - r_{arm}) < 450$ pc.

As direções tangenciais aos braços espirais, que também são as direções em que nós esperamos observar incremento no número de fontes, encontram-se nas longitudes 32°, 49°, 284° e 308°.

2.2.5 Barra

Informações prévias sobre as propriedades estruturais da barra são um tanto esparsas. Costuma-se aceitar que a nossa galáxia possui uma barra, mas seu comprimento, formato e orientação variam bastante na literatura. Em um estudo sobre a morfologia das barras nas galáxias espirais, Elmegreen e Elmegreen (1985) concluíram que em espirais *late-type* a barra estende-se apenas até a região onde fica a ressonância mais interna de Lindblad. Na Via Láctea, essa ressonância estaria localizada aproximadamente em 3 kpc, já que essa é a distância em que os braços espirais começam a aparecer (LÉPINE et al., 2011; PALADINI et al., 2004). No trabalho de Lépine e Leroy (2000), a distribuição de brilho no infravermelho distante na região do centro galáctico é bem ajustada por um modelo contendo uma barra com meio comprimento de 2,3 kpc. Um resultado recente de Gonzalez et al. (2011) usando dados do *Vista Survey* (Figura 3, reproduzida aqui na Figura 2.2) indica que a barra possui um meio comprimento de cerca de 1,25 kpc, a um ângulo de 30° com relação à linha que liga o Sol ao centro galáctico. Nataf et al. (2013) obtiveram resultados similares. As determinações de meio comprimento encontradas na literatura para a barra estão no intervalo de 0,7 a 4 kpc. Ao invés de uma barra, Cabrera-Lavers et al. (2008) sugeriram a existência de duas barras: uma com comprimento de 2,5 kpc com orientação entre 15° e 30° com relação à linha que liga o Sol ao centro galáctico, e outra com comprimento de 4 kpc e ângulo de 45°.

No nosso modelo, a contribuição da barra para a densidade estelar é dada por:

Figura 2.2 - Barra. Os círculos preenchidos e os quadrados indicam localizações medidas da barra obtidas através da magnitude com avermelhamento corrigido K_{so} de gigantes do *red clump* detectadas em cada campo de observação do VVV. Os círculos preenchidos pretos e vermelhos mostram as localizações separadas para as latitudes $b = -1°$ e $b = +1°$, respectivamente. Os quadrados abertos pretos mostram os resultados de Nishiyama et al. (2005) em $b = +1°$. As linhas tracejadas representam os ângulos de orientação observados para orientações verdadeiras de 15°, 30° e 45°, de acordo com Stanek et al. (1994), e as linhas pontilhadas mostram as linhas de visada para as longitudes $l = \pm 5°$ e $l = \pm 10°$.
Fonte: Gonzalez et al. (2011).

$$
\begin{aligned}
r_{bar} &= \left\{ \left[\left(\frac{x'}{x_0} \right)^2 + \left(\frac{y'}{y_0} \right)^2 \right]^2 + \left(\frac{z'}{z_0} \right)^4 \right\}^{\frac{1}{4}} \\
n_{bar} &= (n_{d,Y} + n_{d,O}) C_{bar}\, e^{-\frac{1}{2} r_{bar}^2}
\end{aligned}
\tag{2.8}
$$

onde r_{bar} descreve o formato (x', y', z' são medidos ao longo dos 3 eixos) e C_{bar} fornece a contribuição da barra com relação à soma das densidades dos discos. As razões de eixos que exploramos foram $\{x_0, y_0, z_0\} = \{1,00 : (0,22 - 0,67) : (0,34 - 0,40)\}$. O intervalo de orientações da barra, θ_{bar}, é de 11° a 53°.

Apesar de não serem fortemente restringidos pelos dados 2MASS, nós tentamos

obter a partir dos ajustes às observações os parâmetros geométricos da barra, assim como o contraste de densidade entre a barra e os discos fino e espesso, C_{bar}.

2.2.6 Extinção Interestelar

A extinção interestelar não é classificada como uma componente galáctica no mesmo sentido que as outras componentes são, mas é um ingrediente indispensável se o nosso objetivo é obter estimativas precisas de contagens de estrelas para toda a Galáxia, incluindo o plano. Devido ao acúmulo de poeira no plano galáctico, a extinção interestelar é maior nessa região. Através de testes, verificamos que a utilização da extinção interestelar do modelo de Amôres e Lépine (2005) produz resultados mais satisfatórios do que a extinção originalmente usada por Ortiz e Lépine (1993). Dessa forma, decidimos adotar o modelo A de extinção mencionado naquele trabalho.

O modelo de Amôres e Lépine (2005) é baseado na distribuição de gás (HI e CO) e poeira interestelar (IRAS 100 μm), adotando como premissa que o gás e a poeira estão bem misturados. No modelo A considera-se que a Galáxia possui simetria axial, com a densidade de gás variando radialmente de forma suave, e não se leva em conta os efeitos produzidos na extinção pelos braços espirais. A extinção interestelar é calculada supondo que esta é proportional à densidade de coluna do hidrogênio, tanto na forma atômica (N_{HI}) como na forma molecular (N_{H_2}):

$$A_V = C_V(r)N_{HI}(R,z) + 2C_V(r)N_{H_2}(R,z), \tag{2.9}$$

e C_V é um fator de proporcionalidade, cujo valor médio é de $5,3 \times 10^{-22}$ mag cm^2 (BOHLIN et al., 1978) se $A_v = 3,1E_{B-V}$, mas esse valor pode variar ao longo do raio galactocêntrico devido à metalicidade. Para distâncias galactocêntricas no plano com $r >$ 1,2 kpc, Amôres e Lépine (2005) usaram uma lei que varia com $r^{-0,5}$. Para $r <$ 1,2 kpc, devido à alta incerteza relacionada à metalicidade, usa-se um valor constante.

Expressões analíticas similares entre si foram adotadas para as distribuições de densidade das duas formas do gás:

$$n_{HI,H_2} = c\exp^{-\frac{r}{a}-\left(\frac{b}{r}\right)^2}, \tag{2.10}$$

onde, para HI, a = 7 kpc, b =1,9 kpc e c = 0,7 cm^{-3}, e para H_2, a =1,2 kpc, b =3,5

kpc e c =58 cm^{-3}. Devido à grande concentração de H_2 no centro galáctico, para $r < 1{,}2$ kpc foi ajustada separadamente a função

$$n_{H_2} = d \exp^{-\left(\frac{r}{f}\right)^2}, \tag{2.11}$$

sendo $f = 0{,}1$ kpc and $d = 240$ cm^{-3}.

A distribuição vertical de hidrogênio é dada por uma função gaussiana de z:

$$n_H(r, z) = n_H(r) \exp^{-\frac{1}{2}\frac{z^2}{(1{,}18 z_{1/2})^2}}, \tag{2.12}$$

onde $z_{1/2}$ é a meia largura a meia altura da escala de altura. Amôres e Lépine (2005) sugeriram para a escala de altura do H_2:

$$z_{1/2} = 45 \exp^{0{,}1r} \text{ pc}, \tag{2.13}$$

e para o HI a mesma expressão deve ser multiplicada por um fator 1,8.

Na Figura 2.3 podem ser comparadas as densidades de gás utilizadas originalmente no modelo de Ortiz & Lépine e as densidades provenientes do modelo de Amôres & Lépine.

2.2.7 Função de Luminosidade

Seguindo a forma como OL93 trataram a função de luminosidade, utilizamos uma tabela contendo até 64 classes de objetos entre sequência principal, gigantes, supergigantes e objetos variáveis. Ainda que a função de luminosidade originalmente usada tenha fornecido, em geral, contagens teóricas comparáveis às contagens 2MASS em regiões específicas como, por exemplo, próximas dos pólos galácticos, as previsões mostraram-se piores do que o que vimos em outros modelos. Além disso, essa função de luminosidade foi construída antes de 1993, isto é, foi baseada em dados anteriores aos do 2MASS e de outros grandes levantamentos. Por essas razões, nós realizamos uma busca na literatura por determinações mais recentes da função de luminosidade.

Na Figura 2.4 apresentamos as determinações de função de luminosidade de acordo com OL93, indicadas pelos símbolos pretos, Wainscoat et al. (1992), indicadas pelos símbolos vermelhos, Bochanski et al. (2010) pelos símbolos azuis, Reid e Gizis (1997)

Figura 2.3 - Comparação entre as densidades de gás HI e H_2 em função do raio galáctico utilizadas originalmente no modelo de Ortiz & Lépine (preto) e provenientes do modelo de Amôres & Lépine (vermelho). As linhas tracejadas e pontilhadas indicam, respectivamente, as densidades do H_2 e do HI.

pelos símbolos em verde, e Murray et al. (1997) pelos símbolos em ciano. Só foram utilizados no gráfico os objetos da sequência principal e gigantes, uma vez que a função de luminosidade para as supergigantes e fontes variáveis permaneceram as mesmas. As linhas indicam os ajustes suaves para a sequência principal (em preto) e para as gigantes (em vermelho).

A tabela 2.1 mostra as 64 classes de objetos utilizados para sintetizar contagens no modelo de OL93. Dela constam o tipo espectral (T.E.) de cada classe de luminosidade (C.L.), a densidade espacial, o intervalo de variabilidade σ_M, as magnitudes absolutas médias para amostra de volume unitário nas bandas J (M_J^0), H (M_H^0) e K_S (M_K^0), e as frações de cada tipo de objeto existentes nas componentes espiral (f_{spi}), disco fino (f_Y) e disco espesso (f_O). Os ajustes suaves para os objetos da sequência principal e para as gigantes mostrados na Figura 2.4 foram incorporados à tabela 2.1.

Os tipos espectrais recebem a codificação: tipo O = 0, tipo B = 1, tipo A = 2, tipo F = 3, tipo G = 4, tipo K = 5, tipo M = 6, tipo AGB (O *rich*) = 8, tipo AGB (C *rich*) = 9. As subclasses da sequência espectral são representadas na primeira casa

Figura 2.4 - A função de luminosidade atualizada para os objetos da sequência principal e gigantes na banda J. Os círculos e quadrados representam, respectivamente, as funções de luminosidade da sequência principal e das gigantes, de acordo com Ortiz e Lépine (1993) (preto), Wainscoat et al. (1992) (vermelho), Bochanski et al. (2010) (azul), Reid e Gizis (1997) (verde) e Murray et al. (1997) (ciano). As linhas indicam os ajustes suaves para a sequência principal (preto) e para as gigantes (vermelho).

decimal, como, por exemplo, A5 = 2,5, G2 = 4,2, M4,5 = 6,45 e assim por diante. Com relação à classe de luminosidade, a associação com números fica: supergigante = 3, gigante = 2, sequência principal = 1 e AGB = 0.

As estrelas de Carbono (*C star*) possuem porcentagens nulas para as três componentes da Galáxia existentes na tabela porque estas entram na constituição apenas do disco intermediário. As estrelas variáveis Mira e OH/IR fazem parte do ramo assintótico das gigantes e entram na composição dos discos fino e espesso. A população da barra é a mesma dos braços espirais e a população do esferóide é considerada semelhante à do disco espesso.

Tabela 2.1 - Características intrínsecas das fontes utilizadas no modelo .

Objeto	**T.E.**	**C.L.**	**Densidade** ($10^{-6}pc^{-3}$)	σ_M	$\mathbf{M}_J^0$	$\mathbf{M}_H^0$	$\mathbf{M}_K^0$	$\mathbf{f}_{spi}$	$\mathbf{f}_Y$	$\mathbf{f}_O$
O5-O9	0,7	3	0,0193	2,0	-5,4	-5,4	-5,3	0,50	0,50	0,00
O5-O9e	0,7	3	0,0267	2,0	-5,4	-5,4	-5,3	0,50	0,50	0,00
B0-B4	1,2	3	0,0382	2,0	-5,4	-5,3	-5,3	0,50	0,50	0,00
B0-B4e	1,2	3	0,0528	2,0	-5,4	-5,3	-5,3	0,50	0,50	0,00
B5-B9	1,7	3	0,0218	2,0	-5,6	-5,6	-5,6	0,50	0,50	0,00
B5-B9e	1,7	3	0,0302	2,0	-5,6	-5,6	-5,6	0,50	0,50	0,00
A0-A4	2,2	3	0,0380	2,0	-5,2	-5,3	-5,3	0,50	0,50	0,00
A5-A9	2,7	3	0,0095	2,0	-5,3	-5,4	-5,4	0,50	0,50	0,00
F0-F4	3,2	3	0,0068	2,0	-5,2	-5,5	-5,5	0,50	0,50	0,00
F5-F9	3,7	3	0,0220	2,0	-5,6	-5,8	-5,9	0,50	0,50	0,00
G0-G4	4,2	3	0,0160	2,0	-5,9	-6,2	-6,3	0,50	0,50	0,00
G5-G9	4,7	3	0,0170	2,0	-6,2	-6,6	-6,7	0,50	0,50	0,00
K0-K4	5,2	3	0,0170	1,0	-6,3	-6,8	-6,9	0,50	0,50	0,00
K5-M0	5,7	3	0,0180	1,0	-7,8	-8,6	-8,8	0,50	0,50	0,00
M1-M2	6,2	3	0,0180	1,0	-8,1	-9,0	-9,2	0,50	0,50	0,00
M3-M5	6,4	3	0,0180	1,0	-9,3	-10,2	-10,5	0,50	0,50	0,00
F0-F4	3,2	2	15,3010	0,7	1,4	1,2	1,1	0,00	0,75	0,25
F5-F9	3,7	2	22,9610	0,7	0,9	0,7	0,6	0,00	0,75	0,25
G0-G4	4,2	2	53,9800	0,7	-0,50	-0,93	-1,00	0,00	0,50	0,50
G5-G9	4,7	2	49,3110	0,7	-0,98	-1,47	-1,56	0,00	0,50	0,50

Continua

Tabela 2.1 – ... Continuação

Objeto	**T.E.**	**C.L.**	**Densidade** ($10^{-6}pc^{-3}$)	σ_M	$\mathbf{M}_J^0$	$\mathbf{M}_H^0$	$\mathbf{M}_{K_S}^0$	$\mathbf{f}_{spi}$	$\mathbf{f}_Y$	$\mathbf{f}_O$
K0-K4	5,2	2	44,1550	0,7	-1,86	-2,48	-2,60	0,00	0,75	0,25
K5-M1	6,0	2	2,4370	0,7	-3,24	-4,06	-4,25	0,00	0,65	0,35
M2-M4	6,3	2	1,9840	0,7	-4,21	-5,10	-5,34	0,00	0,50	0,50
M5-M6	6,5	2	0,9000	0,7	-5,63	-6,57	-6,86	0,00	0,50	0,50
O5-O9	0,7	1	0,0331	1,0	-5,0	-4,8	-4,8	0,50	0,50	0,00
O5-O9e	0,7	1	0,0049	1,0	-5,0	-4,8	-4,8	0,50	0,50	0,00
B0-B4	1,2	1	0,5924	1,0	-2,0	-2,0	-1,9	0,50	0,50	0,00
B0-B4e	1,2	1	0,5924	1,0	-2,0	-2,0	-1,9	0,50	0,50	0,00
B5-B9	1,7	1	19,3486	1,0	-0,24	-0,19	-0,15	0,50	0,50	0,00
B5-B9e	1,7	1	19,3486	1,0	-0,24	-0,19	-0,15	0,50	0,50	0,00
A0-A4	2,2	1	254,5894	0,9	1,31	1,30	1,29	0,00	1,00	0,00
A5-A9	2,7	1	257,6863	0,9	1,55	1,47	1,44	0,00	1,00	0,00
F0-F4	3,2	1	410,3000	0,7	2,05	1,90	1,86	0,00	0,96	0,04
F5-F9	3,7	1	1665,9229	0,7	3,08	2,79	2,74	0,00	0,84	0,16
G0-G4	4,2	1	1919,4884	0,7	3,39	3,07	3,02	0,00	0,75	0,25
G5-G9	4,7	1	2415,3105	0,7	3,76	3,39	3,33	0,00	0,80	0,20
K0-K2	5,1	1	2979,7249	0,7	4,51	4,03	3,95	0,00	0,87	0,13
K3-K5	5,4	1	3037,4233	0,8	4,86	4,29	4,18	0,00	0,57	0,43
M0	6,0	1	3366,2239	0,9	5,81	5,12	4,95	0,00	0,60	0,40
M1	6,1	1	3846,2581	1,0	6,17	5,50	5,30	0,00	0,49	0,51
M2	6,2	1	5136,3203	1,0	6,62	5,96	5,75	0,00	0,51	0,49

Continua

Tabela 2.1 – ... Continuação

Objeto	**T.E.**	**C.L.**	**Densidade** ($10^{-6}pc^{-3}$)	σ_M	$\mathbf{M}_J^0$	$\mathbf{M}_H^0$	$\mathbf{M}_{K_S}^0$	$\mathbf{f}_{spi}$	$\mathbf{f}_Y$	$\mathbf{f}_O$
M3	6,3	1	11474,7803	1,0	7,43	6,81	6,56	0,00	0,50	0,50
M4	6,4	1	14016,1846	1,0	8,48	7,88	7,60	0,00	0,50	0,50
M4.5	6,4	1	13163,2412	1,0	9,18	8,57	8,27	0,00	0,50	0,50
M5	6,5	1	10907,4697.	1,0	9,77	9,15	8,83	0,00	0,50	0,50
M6	6,6	1	7455,3696	1,0	10,91	10,25	9,88	0,00	0,50	0,50
OHIR-I	7,0	0	0,0066	1,5	-4,1	-6,4	-7,73	0,00	0,50	0,50
OHIR-II	7,0	0	0,0036	1,1	-6,0	-7,4	-7,97	0,00	0,50	0,50
Miras/OH	7,0	0	0,0036	1,1	-6,0	-7,4	-7,97	0,00	0,50	0,50
Miras/OH	7,0	0	0,0270	0,7	-6,7	-7,5	-7,96	0,00	0,50	0,50
Miras/M	7,0	0	0,0810	0,7	-6,7	-7,5	-7,96	0,00	0,50	0,50
Miras/M	7,0	0	0,0107	1,1	-6,0	-7,4	-7,97	0,00	0,50	0,50
C-star1	8,0	0	0,0244	0,7	-6,85	-7,83	-8,22	0,00	0,00	0,00
C-star2	8,0	0	0,0659	0,7	-6,67	-7,84	-8,46	0,00	0,00	0,00
C-star3	8,0	0	0,0098	0,7	-6,01	-7,45	-8,53	0,00	0,00	0,00
C-star4	8,0	0	0,0089	0,7	-5,23	-6,93	-8,24	0,00	0,00	0,00
C-star5	8,0	0	0,0101	0,7	-4,13	-6,19	-7,84	0,00	0,00	0,00
C-star6	8,0	0	0,0079	0,7	-3,08	-5,46	-7,38	0,00	0,00	0,00
C-star7	8,0	0	0,0055	0,7	-1,68	-4,48	-6,87	0,00	0,00	0,00
C-star8	8,0	0	0,0028	0,7	-0,44	-3,27	-5,88	0,00	0,00	0,00
C-star9	8,0	0	0,0031	0,7	0,27	-2,46	-5,32	0,00	0,00	0,00
C-star10	8,0	0	0,0015	0,7	3,43	-1,00	-4,53	0,00	0,00	0,00

Continua

Tabela 2.1 – ... Continuação

Objeto	**T.E.**	**C.L.**	**Densidade** ($10^{-6}pc^{-3}$)	σ_M	$\mathbf{M}_J^0$	$\mathbf{M}_H^0$	$\mathbf{M}_{K_S}^0$	$\mathbf{f}_{spi}$	$\mathbf{f}_Y$	$\mathbf{f}_O$
C-star11	8,0	0	0,0003	0,7	5,02	0,44	-3,21	0,00	0,00	0,00
C-star12	8,0	0	0,0010	0,7	15,57	7,43	0,88	0,00	0,00	0,00

(Fim)

Figura 2.5 - Distribuição por tipo espectral de 239 objetos localizados a até 10 pc do Sol. Fonte: Dieterich et al. (2012).

Recentemente, Dieterich et al. (2012) apresentaram a distribuição por tipo espectral de 239 objetos localizados a até 10 pc do Sol, observados em alta resolução pelo HST/NICMOS (*Hubble Space Telescope/Near Infrared Camera and Multi-Object Spectrometer*) e aqui reproduzida na Figura 2.5. Com o objetivo de comparar a proporção entre os tipos espectrais, mostramos na Figura 2.6 o número de objetos por pc^3 de acordo com o tipo espectral de objetos da sequência principal que fizeram parte da nossa função de luminosidade. Ainda que por vezes os subtipos se agrupem de forma diferente nos dois casos, em geral as proporções entre os tipos espectrais são bastante semelhantes, o que indica que a função de luminosidade que estamos usando é compatível com distribuições observadas de populações estelares na vizinhança solar.

Figura 2.6 - Distribuição por tipo espectral de número de objetos por pc^3 da sequência principal utilizada neste trabalho.

3 BASES DE DADOS UTILIZADAS

No presente trabalho, utilizamos para a parte de infravermelho dados obtidos pelo 2MASS. Tal catálogo foi escolhido devido à abrangência de sua cobertura e às medidas mais precisas do que as realizadas por outros levantamentos. Já para as comparações do modelo galático em raios γ, escolhemos realizar comparações com o catálogo de fontes puntiformes observadas pelo telescópio Fermi, que apresenta melhorias significativas em resolução de energia e resolução espacial com relação ao CGRO, que o antecedeu.

Nas seções seguintes falamos brevemente sobre os telescópios e as características dos catálogos que foram confeccionados com base nas suas observações.

3.1 Catálogo 2MASS

O 2MASS foi um projeto desenvolvido entre junho de 1997 e fevereiro de 2001, que realizou a cobertura no infravermelho próximo de 99,998% do céu (SKRUTSKIE et al., 2006). Resultaram do levantamento aproximadamente 471 milhões de fontes puntiformes e 1,6 milhão de fontes extensas. Para isso foram utilizados dois telescópios automatizados de 1,3 m, um localizado em Mt. Hopkins, Arizona e o outro no *Cerro Tololo Inter-American Observatory* (CTIO), Chile. Cada telescópio possuía uma câmara de 3 canais, sendo que cada canal contava com detectores possuindo arranjos de 256 $\times$ 256 pixels, capazes de realizar medidas simultaneamente em 3 bandas: J (1,25 μm), H (1,65 μm) e K_S (2,17 μm). Foram catalogados objetos puntiformes mais brilhantes que 1 mJy, com razão sinal ruído (SNR) maior que 10 e resolução espacial de 2,5 segundos de arco.

Os limites de magnitudes para objetos puntiformes e extensos encontram-se na tabela 3.1 (CHESTER, 1997). Os valores foram obtidos a partir de objetos bem definidos, fora do plano galático ($|b| > 10°$) e longe de áreas com alta extinção. As fontes extensas foram identificadas e separadas das fontes puntiformes através de método que utiliza medidas características como tamanho, brilho superficial central e cor.

Tabela 3.1 - Limites de magnitude em cada banda do 2MASS .

Banda	λ (μm)	Fontes Puntiformes	Fontes Extensas
J	1,25	15,8	15,0
H	1,65	15,1	14,3
K_S	2,17	14,3	13,5

As posições das fontes do 2MASS foram determinadas no *International Celestial Reference System* (ICRS) segundo o catálogo de referências astrométrico Tycho 2. A precisão astrométrica está entre 70 e 80 *mas* para magnitudes $9 < K_s < 14$.

Além das coordenadas e magnitudes por banda, o catálogo apresenta alguns indicadores importantes que podem servir como filtros na escolha de objetos para pertencer ao trabalho. Alguns deles são:

- Qualidade fotométrica (*ph_qual*): índice que se relaciona à estabilidade da transparência da atmosfera no infravermelho, sendo considerada estável quando a transmissão varia menos que 2% durante intervalo de seis horas;
- Índice de leitura (*rd_flg*): indica se houve problemas na deteção da fonte e qualidades fotométrica e astrométrica;
- Contaminação e confusão (*cc_flg*): indica se medidas fotométricas e/ou de posição estão contaminadas devido à proximidade de artefatos de imagem persistentes ou fontes de brilho igual ou superior ao do alvo. A deteção de fontes é feita a um limiar de 3 vezes o nível de ruído de fundo local. A estimativa do ruído é sensível à confusão de fontes e cresce em áreas de alta densidade, sendo comum nesses locais que artefatos de imagem de uma fonte brilhante caiam sobre uma ou mais fontes reais, prejudicando sua fotometria. As fontes de brilho igual ou superior ao do alvo atrapalham devido à intensidade das asas da sua PSF (*Point Spread Function*) e fontes mais fracas podem ser classificadas erroneamente como artefatos de confusão;
- Contaminação galática (*gal_contam*): indica se há contaminação devido à proximidade de fonte extensa.

No 2MASS, a fotometria das fontes puntiformes foi feita com diferentes algoritmos conforme a intensidade destas e o tipo de algoritmo era escolhido de acordo com o valor do índice de leitura. Se a fonte não saturava nos 1,3 s de exposição, a estimativa de sua magnitude era feita mediante fotometria no perfil das imagens (rd_flg = 2). Esse método é indicado para fontes com SNR ≤ 30 e localizadas em regiões de alta densidade. Se a fonte saturava em 1,3 s, mas não em 51 ms, que é o tempo de leitura dos detetores para produzir imagem independente e armazená-la, e era mais

brilhante que J = 9,5, H = 9,0 e K_s = 8,0, utilizou-se fotometria de abertura (rd_flg = 1). Já as fontes que saturaram em 51 ms de exposição (aproximadamente J, H, $K_s > 4$) tiveram suas magnitudes determinadas a partir da parte não saturada do perfil radial unidimensional (rd_flg = 3) (CUTRI; MARSH, 2003).

Aproximadamente 2Tbytes com dados em formato compacto encontram-se disponíveis *online*.

3.2 Catálogo do Fermi-LAT

O telescópio Fermi é um observatório de raios γ que foi lançado ao espaço em junho de 2008 e faz uma varredura diária de todo o céu, detectando fótons com energias no intervalo de 8 keV a mais de 300 GeV.

É composto de dois instrumentos:

- o *Large Area Telescope* (LAT), que detecta raios γ de 30 MeV a mais de 300 GeV a partir da técnica de produção de pares. Esse instrumento é subdividido em quatro sistemas: o detetor de trajetória, o calorímetro, o detetor de anticoincidência e o sistema de aquisição de dados. Logo após entrar no LAT, o raio γ passa pelo detetor de anticoincidência, mas sem produzir um sinal, e interage em uma das 16 camadas finas de Tungstênio, criando um par elétron-pósitron. Essas partículas passam por várias camadas de detetores de trajetória de alta precisão que são feitos de lâminas de Silício e, a partir da projeção da direção dessas partículas até sua origem, é possível determinar a direção do raio γ que gerou o par. Posteriormente, um calorímetro feito de iodeto de Césio absorve e mede a energia das partículas, o que torna possível fazer uma boa estimativa da energia do raio γ incidente. Como não só raios γ sensibilizam os detetores, o detetor de anticoincidência indica quando outras partículas que não são provenientes de raios γ passaram através deste, e o sistema de aquisição de dados descarta esses eventos;

- o *Glast Burst Monitor* (GBM), que é um instrumento complementar ao LAT e é sensível a raios X e raios γ com energias entre 8 keV e 30 MeV. Como o GBM pode ver todas as direções ao mesmo tempo, quando este detecta um *burst* brilhante de raios γ, envia um sinal ao LAT para que este passe a observar a área do céu onde o *burst* foi visto. O GBM é composto por 12 detectores feitos de iodeto de Sódio para capturar raios X e raios γ

de baixa energia, e 2 detectores de germanato de Bismuto para capturar raios γ de alta energia. Quando um raio X ou raio γ de baixa energia entra em um dos 12 detectores, é produzido um *flash* de luz, que é detectado por um tubo fotomultiplicador. Como os detectores estão voltados para diferentes áreas do céu, quando os raios γ provenientes de um *burst* de raios γ atingirem o GBM, os detectores que estão voltados para o *burst* irão detectar mais eventos que os outros e, por meio de comparações de taxas de sinais, o GBM pode triangular a direção de chegada dos fótons do *burst*. Os detectores de altas energias funcionam da mesma forma que os detectores de energia menor.

Os objetivos das observações do telescópio Fermi são: entender os mecanismos de aceleração de partículas em núcleos ativos de galáxias, estrelas de nêutrons e remanescentes de supernovas, caracterizar fontes não identificadas e emissão difusa do céu em raios γ, determinar o comportamento em altas energias de *bursts* de raios γ e de fontes variáveis, investigar a matéria escura e o universo jovem.

Os dados fornecidos pela equipe do Fermi à comunidade científica são classificados como de nível 1, 2 e 3. No nível 1 temos dados processados e colocados em forma de lista de eventos, isto é, detecções de raios γ. Depois que os dados de nível 1 passam pelas ferramentas que produzem taxas por ângulo sólido e por unidade de tempo, passam a ser denominados de dados de nível 2, e as compilações e catálogos são denominados de produtos de nível 3.

Em fevereiro de 2009, a equipe do Fermi LAT apresentou uma lista de 205 fontes brilhantes em raios γ, com os fluxos e incertezas associadas, e identificações com possíveis contrapartidas em outros catálogos (ABDO; COLLABORATION, 2009). Essa lista é um produto de nível 3 e é baseada nos três primeiros meses de observações. Em agosto de 2009, houve a primeira liberação de dados de nível 1, relativos ao primeiro ano de funcionamento do telescópio. O primeiro e segundo catálogos de fontes puntiformes do Fermi-LAT foram disponibilizados à comunidade científica em 2010 (ABDO et al., 2010) e agosto de 2011 (NOLAN et al., 2012), respectivamente. O segundo catálogo consiste em 1873 objetos (422 fontes a mais do que as existentes no primeiro catálogo) detectados e caracterizados no intervalo de energia de 100 MeV a 100 GeV, correspondente a 5 bandas (Figura 3.1). O mapa do céu confirma as melhorias significativas em resolução de energia e resolução espacial, conforme podemos ver em Nolan et al. (2012) (Figura 3.2). A distribuição de fontes γ tem características notáveis, e algumas delas podemos antecipar sem sequer precisar

Figura 3.1 - Localizações das fontes do segundo catálogo de fontes puntiformes do Fermi LAT, em projeção de Aitoff de coordenadas galácticas. As possíveis associações com fontes já conhecidas estão indicadas conforme a tabela. Os símbolos vermelhos e azuis representam as fontes identificadas e associadas, respectivamente.
Fonte: Nolan et al. (2012)

de um modelo para contagens de fontes: a escala de altura da população que se concentra no plano galáctico deve ser bem pequena, existe uma clara porém suave dependência com a longitude galáctica e um fundo extragaláctico ao qual as fontes galácticas estão superpostas.

Figura 3.2 - Mapa do céu utilizando os dados do instrumento LAT, a bordo do telescópio Fermi. O mapa mostra o fluxo de energia de raios γ para energias entre 100 MeV e 10 GeV, em unidades de $10^{-7} erg\ cm^{-2} s^{-1} sr^{-1}$, em projeção de Aitoff de coordenadas galácticas.
Fonte: Nolan et al. (2012)

4 METODOLOGIA

Este capítulo descreve a metodologia utilizada na parte principal do trabalho de doutorado, relacionada ao modelo no infravermelho.

4.1 Utilização do catálogo 2MASS

Uma vez que a extinção interestelar é menor no infravermelho próximo, levantamentos em comprimentos de onda nessa região do espectro eletromagnético são ideais para investigar a estrutura galáctica. Quando o modelo de OL93 foi elaborado, as contagens teóricas foram comparadas com as melhores bases de dados disponíveis na época: IRAS, DENIS e ISOGAL (OMONT et al., 2003). Desde então, as bases de dados tornaram-se maiores, com qualidade fotométrica correspondente a incertezas de 2% em magnitude e com cobertura espacial completa, como é o caso do catálogo 2MASS. Através de comparações entre contagens teóricas e contagens obtidas a partir do 2MASS para linhas de visada que amostrem toda a Galáxia, nosso objetivo foi obter os valores de parâmetros galácticos que melhor descrevam as observações.

4.1.1 Modo de busca e grades utilizadas

A busca por objetos em uma dada linha de visada pode ser realizada na base de dados usando um dos três métodos: cone, caixa ou polígono. Levando em conta aspectos práticos como o tempo de processamento para a busca no catálogo, decidimos empregar o modo cone, com uma área de busca no céu de um grau quadrado. A grade de latitudes e longitudes galácticas usadas na busca foi gerada a partir do esquema HEALPix (*Hierarchical Equal Area Isolatitude pixelization of the Sphere*)[1] (GÓRSKI et al., 2005), de modo a obter uma amostragem uniforme da esfera celeste. A orientação da grade é tal que o equador do esquema HEALPix coincide com o plano galáctico.

O HEALPix produz grades uniformemente distribuídas na esfera, dividindo-a em *pixels* de mesma área, embora de formato irregular. O número total de pontos da esfera N_{pix} varia dependendo da separação angular que queremos obter entre os pontos da grade. A separação da grade obtida através do HEALPix é indicada pelo parâmetro N_{side}, sendo a relação entre o número de pixels N_{pix} e N_{side}:

$$N_{pix} = 12N_{side}^2, \tag{4.1}$$

[1] http://healpix.jpl.nasa.gov/

onde cada pixel possui a mesma área, dada por:

$$\Omega_{pix} = \frac{\pi}{3N_{side}^2}. \tag{4.2}$$

A separação angular é definida como:

$$\theta_{pix} = \sqrt{\Omega_{pix}}. \tag{4.3}$$

Na Figura 4.1, podemos ver uma tabela onde são relacionados valores de N_{side}, N_{pix} e θ_{pix}.

k	$N_{\rm side} = 2^k$	$N_{\rm pix} = 12N_{\rm side}^2$	$\theta_{\rm pix} = \Omega_{\rm pix}^{1/2}$
0	1	12	58.6^o
1	2	48	29.3^o
2	4	192	14.7^o
3	8	768	7.33^o
4	16	3072	3.66^o
5	32	12288	1.83^o
6	64	49152	$55.0'$
7	128	196608	$27.5'$
8	256	786432	$13.7'$
9	512	3145728	$6.87'$
10	1024	12582912	$3.44'$
11	2048	50331648	$1.72'$
12	4096	201326592	$51.5''$
13	8192	805306368	$25.8''$
14	2^{14}	3.22×10^9	$12.9''$
15	2^{15}	1.29×10^{10}	$6.44''$
16	2^{16}	5.15×10^{10}	$3.22''$
17	2^{17}	2.06×10^{11}	$1.61''$
$\vdots$	$\vdots$	$\vdots$	$\vdots$
29	2^{29}	3.46×10^{18}	$3.93 \times 10^{-4''}$

Figura 4.1 - Tabela do esquema HEALPix.
Fonte: Górski et al. (2005).

Inicialmente, para cada ponto de uma grade de 192 *pixels* (parâmetro do HEALPix

$N_{side} = 4$), nós consideramos quatro pontos vizinhos, de uma grade de 768 pontos (N_{side}=8) de forma a ser possível estimar a dispersão das contagens de estrelas em cada posição da grade mais grosseira. Nossa intenção foi verificar se utilizar $\sqrt{N}$ para a incerteza nas contagens é razoável, sendo N o número de contagens. Na Figura 4.2 é mostrado um mapa para céu inteiro mostrando a razão entre a incerteza proveniente das estimativas realizadas com cinco pontos e a incerteza proveniente do uso apenas de $\sqrt{N}$ no ponto central. O resultado que obtivemos foi que nas regiões de altas e médias latitudes, ou seja, na maior parte do céu, podemos considerar que a dispersão obtida a partir dos cinco pontos é consistente com as incertezas de Poisson. Conforme nos aproximamos do plano galáctico as diferenças aumentam. Esse efeito simplesmente reflete a estrutura da Galáxia em uma escala de poucos graus e o efeito do gradiente nas contagens de objetos ao longo da direção z, na região próxima ao plano galáctico. É importante deixar claro que as coordenadas de cada *pixel* da grade desse mapa, bem como nos mapas seguintes, indicam o centro do cone de área de 1 grau^2 onde foram realizadas as buscas no catálogo 2MASS. Assim, a área do *pixel* da figura não representa a área onde foram computadas as contagens estelares.

Uma vez que a razão entre as dispersões usando cinco pontos e usando um ponto vai aumentando conforme nos aproximamos do plano galáctico, a utilização de uma grade onde os erros são obtidos a partir dos cinco pontos durante o processo de minimização dos parâmetros tem como consequência permitir uma diferença maior entre as contagens teóricas e as observacionais nessa região. Isso seria equivalente a relaxar um pouco as condições para o ajuste, levando a uma faixa maior de valores aceitáveis para os parâmetros galácticos relacionados à região do plano, principalmente mais perto do centro da Galáxia. Os efeitos da utilização das duas opções de incertezas nas contagens observadas sobre o processo de minimização dos parâmetros foram investigados e são mostrados no Capítulo 5.

Examinando a possibilidade de utilizar a média das contagens de cinco linhas de visada vizinhas como representativa da coordenada central, vimos que o efeito nas latitudes altas e intermediárias é de diminuir o ruído de Poisson. Considerando uma coordenada no plano, dois dos quatro pontos vizinhos estariam também no plano, mas os outros dois não, e as contagens dessas duas últimas linhas de visada, sendo menores que as demais, fariam a média das contagens diminuir, suavizando o pico do número de fontes no plano. Podemos ver isso na Figura 4.3.

O resultado de uma busca no catálogo usando o modo cone é uma lista de obje-

Figura 4.2 - Comparação entre as dispersões provenientes do uso de $\sqrt{N}$ para as contagens na grade de 192 *pixels* e as dispersões provenientes de cinco pontos (o central e quatro vizinhos vindos da grade de 768 pontos), σ_5. As coordenadas de cada *pixel* da grade indicam o centro do cone de área de 1 grau^2 onde foram realizadas as buscas no catálogo 2MASS. Assim, a área do *pixel* da figura não representa a área onde foram computadas as contagens estelares.

tos, com suas magnitudes nas bandas J, H e K_S, além dos índices de qualidade da detecção. Tais índices são importantes porque devem ser usados para filtrar os objetos com baixa qualidade, permitindo estabelecer limites de magnitude até onde a contagem de fontes é completa.

4.1.2 Critérios de rejeição

Dentre os índices de qualidade de detecção dos objetos, os que foram escolhidos para utilização na filtragem foram: qualidade fotométrica (*ph_qual*), índice de leitura (rd_flg), índice de contaminação e confusão (cc_flg) e índice de contaminação galáctica (*gal_contam*). A Tabela 4.1 resume os critérios empregados para considerar que uma fonte é inadequada para uso e seu significado.

Na Tabela 4.2 podemos ver as porcentagens de descartes para algumas linhas de visada. Mesmo longe do plano galáctico, a banda K_S é sempre mais afetada pelos

Figura 4.3 - Mapa da razão entre as contagens provenientes da média de cinco linhas de visada vizinhas, $\bar{C}_5$ e as contagens no elemento central da grade de 192 *pixels*. Note-se o efeito de suavização no plano e de incremento na direção correspondente à Nuvem de Magalhães.

descartes do que as outras bandas, enquanto que em regiões próximas do plano, as três bandas têm rejeições de cerca de 50%. Isso indica que no plano galáctico as comparações não devem ser feitas para magnitudes mais fracas que 11. Usando um campo extremo como exemplo ($l = 11,25°, b = 0,0°$), nesse *bin* de magnitude ocorrem 74 rejeições de um total de 1062 contagens para a banda J, 566 em um total de 4860 para a banda H e 2076 em um total de 9990 para a banda K_S (7%, 11,6% e 20,8%, respectivamente). As frações de rejeições são de 25% a 30% para o índice de qualidade fotométrica, 10% a 15% para o índice de leitura e 65% a 75% para o índice de contaminação e confusão, sendo esse último o responsável pela maior parte das rejeições.

Os objetos que sobrevivem aos critérios de rejeição listados na tabela 4.1 são colocados em ordem crescente de magnitude por banda e as contagens cumulativas até uma dada magnitude são obtidas. Quando necessário, as contagens diferenciais são facilmente obtidas a partir das contagens cumulativas.

Tabela 4.1 - Critérios de rejeição com base em indicadores de qualidade fotométrica.

Qualidade fotométrica (*ph_qual*)	X,U[a]	Objeto não encontrado em uma das bandas ou a partir do qual não foi possível estimar o brilho
Leitura (*rd_flg*)	0, 9[b]	Objeto não encontrado em uma das bandas ou, embora detectado, não foi possível fazer estimativas úteis de brilho
Contaminação e confusão (*cc_flg*)	p, c, d, s, b[c]	Objetos afetados pela proximidade de fonte brilhante ou artefato da imagem
Contaminação galáctica (*gal_contam*)	1, 2[d]	Objetos contaminados pela proximidade de fontes extensas

Legenda:

a - As designações possíveis para este índice são X, U, F, E, A, B, C, D

b - As designações possíveis para este índice são 0, 1, 2, 3, 4, 6, 9

c - As designações possíveis para este índice são p, c, d, s, b, 0

d - As designações possíveis para este índice são 0, 1, 2

Tabela 4.2 - Porcentagem de rejeições para algumas direções galácticas nas bandas J, H e K_S.

(l, b)	Banda	m=9,5	m=10,5	m=11,5	m=12,5	m=13,5
(0,+45)	J	0,0	0,0	0,5	1,6	2,9
	H	0,2	0,2	1,1	2,6	3,4
	K_S	0,1	0,0	0,2	0,3	1,8
(60,+45)	J	0,2	0,2	0,2	1,2	7,5
	H	0,4	0,6	0,2	2,6	9,4
	K_S	0,2	0,1	0,3	1,6	3,8
(300,+45)	J	0,7	0,7	0,3	2,0	3,3
	H	0,4	0,4	0,2	1,3	5,7
	K_S	0,2	0,1	0,2	0,7	2,2
(0,-4)	J	0,3	1,0	2,7	8,8	33,2
	H	1,0	2,4	6,8	22,0	53,7
	K_S	1,2	3,0	8,2	26,9	40,0
(60,0)	J	0,0	0,1	0,5	1,6	5,0
	H	0,2	0,6	1,8	5,0	15,2
	K_S	0,3	0,9	2,7	6,0	21,8
(300,0)	J	0,0	0,1	0,5	1,7	5,9
	H	0,2	0,5	1,6	5,2	16,0
	K_S	0,3	0,9	2,8	8,2	23,7
(0,-45)	J	0,0	0,4	0,2	1,1	4,4
	H	0,3	0,3	0,3	3,0	5,0
	K_S	0,1	0,1	0,4	1,4	3,0
(60,-45)	J	0,3	0,3	0,3	1,1	3,8
	H	0,2	0,2	0,2	1,9	4,2
	K_S	0,0	0,2	0,2	1,0	2,9
(300,-45)	J	0,1	0,1	0,3	0,5	3,0
	H	0,1	0,1	0,3	0,7	3,9
	K_S	0,0	0,1	0,1	0,5	2,4

Figura 4.4 - Mapa de magnitude limite na banda K_S para a grade com $N_{side} = 4$.

4.1.3 Magnitude limite

A magnitude limite varia de um ponto da grade para outro devido a variações na extinção interestelar ou à confusão de fontes. Essa última situação é mais comum em campos ricos, como em regiões em torno do centro galáctico e regiões no plano.

Para calcular a magnitude limite em uma dada banda para uma linha de visada, contamos o número total de objetos rejeitados e o número de objetos rejeitados a limites sucessivos de magnitudes. Quando a fração de objetos rejeitados alcança 10% do total de rejeições, consideramos que o limite de magnitude foi atingido. O truncamento se dá no inteiro mais próximo.

Nas Figuras 4.4 e 4.5 podemos ver o mapa de magnitudes limite na banda K_S para as grades com $N_{side} = 4$ (192 pontos) e $N_{side} = 16$ (3072 pontos). Cerca de 96% das coordenadas nos dois casos possuem $K_S = 15$ como magnitude limite, e os menores valores concentram-se no plano, principalmente em $|l| \leq 90°$.

Figura 4.5 - Mapa de magnitude limite na banda K_S para a grade com $N_{side} = 16$.

4.2 Utilização do modelo

No Capítulo 2 foram descritas as componentes galácticas usadas no modelo, as distribuições de densidades de objetos em cada uma delas e a forma como foi inserida a função de luminosidade. Usando esses ingredientes e a equação de estatística estelar 2.1, nós obtemos as contagens estelares previstas de estrelas em direções específicas a limites sucessivos de magnitudes.

Lembrando que o programa que calcula as contagens funciona somando as fontes detectadas a cada incremento na distância, realizamos uma melhoria significativa no critério de parada da integração. Originalmente eram contadas todas as fontes localizadas a até 30 kpc do Sol. Agora a integração monitora passo a passo as contagens diferenciais. Se o máximo de contagens diferenciais já tiver sido alcançado, e a contribuição com relação a este for menor do que 10^{-4}, a integração pára. Para evitar problemas na região próxima ao Sol, o procedimento só é utilizado a partir de 100 pc de distância. Dessa forma, garante-se que nenhuma fonte é perdida, ao mesmo tempo que diminuimos o tempo de processamento do programa, já que a contagem de objetos pára quando a contribuição passa a ser pouco significativa.

4.2.1 Estimativas de parâmetros

Os problemas na estimativa de parâmetros em modelos como o de OL93 podem ser variados e complexos. Isso porque métodos tradicionais de busca de parâmetros como, por exemplo, o método *Downhill Simplex* de Nelder e Mead (1965), que se baseia em gradientes na figura de mérito, com frequência levam a mínimos locais e estes podem estar longe da melhor solução. Vários métodos estatísticos receberam atenção nas últimas décadas porque, apesar de serem relativamente lentos, produzem resultados confiáveis. Um desses é o metodo Monte Carlo via Cadeias de Markov (em inglês, *Markov Chain Monte Carlo*, ou simplesmente MCMC) e foi este que decidimos utilizar para obter uma visão geral do espaço de parâmetros, com estimativas iniciais dos valores e medidas confiáveis do espalhamento desses parâmetros. Para estimar a moda na distribuição dos parâmetros, empregamos o método da Amostragem Hierárquica (em inglês, *Nested Sampling*, ou NS). Foram realizadas experiências com rodadas de Cadeias de Markov contendo até 10^5 iterações para obter uma idéia das possíveis múltiplas modas no espaço de parâmetros. Concluímos que com tipicamente 10^4 iterações podemos limitar a região de interesse de cada parâmetro. A utilização posterior do NS progride de forma muito mais rápida para a moda do que o MCMC, sendo necessárias apenas algumas centenas de iterações em alguns casos. Explicaremos mais sobre o funcionamento dos dois métodos a seguir.

4.2.2 MCMC

Markov chain Monte Carlo (MCMC) (GILKS et al., 1995) provavelmente é o método mais utilizado para se obter uma primeira visão em problemas envolvendo muitos parâmetros, uma vez que seu algoritmo é bastante simples e fornece uma boa ideia da localização dos parâmetros, bem como da dispersão em torno destes.

As MCMC permitem procurar a solução de máxima verossimilhança de um problema. Quando existe informação *a priori* sobre a distribuição dos parâmetros as MCMC produzem o que no contexto bayesiano é a distribuição *a posteriori* dos parâmetros. Nós supusemos *priors* uniformes para todos os parâmetros.

As MCMC satisfazem a premissa de que cada ponto novo x_i da cadeia no espaço de parâmetros provém de uma transição que depende apenas do estado imediatamente anterior x_{i-1}, o que é equivalente a dizer que a memória da cadeia estende-se somente até o passo anterior. Além disso, a geração de novas amostras deve obedecer o princípio do balanceamento detalhado (probabilidade de ir de um ponto x_2 no espaço de parâmetros até o ponto x_1 é igual à probabilidade de ir de x_1 até x_2). Um dos

algoritmos que utiliza MCMC com caminho aleatório e que é amplamente usado é o de Metropolis-Hastings.

Em linhas gerais, se tivermos um conjunto de dados D com pontos individuais $d_1, d_2, ..., d_N$ e um modelo M com um vetor de parâmetros $\theta_1, \theta_2, ..., \theta_{N_p}$ para os quais sejamos capazes de calcular a verossimilhança $\mathcal{L}$, o algoritmo funciona da seguinte forma:

1. Consideramos um estado inicial θ escolhido aleatoriamente, com verossimilhança associada $\mathcal{L}$;

2. Pegamos aleatoriamente um estado candidato θ^*, centrado estatisticamente em θ, com verossimilhança $\mathcal{L}^*$;

3. Calculamos a razão $\alpha = \frac{\mathcal{L}^*}{\mathcal{L}}$;

4. No caso de $\alpha > 1$
   aceitamos o novo estado
   Caso contrário
   pegamos um número aleatório β entre 0 e 1
   No caso de $\beta < \alpha$
   aceitamos o novo estado
   Caso contrário
   Mantemos o estado anterior;

5. Guardamos o estado escolhido e voltamos ao passo 2.

A distribuição de probabilidades *a priori* dos parâmetros ou simplesmente *prior* indica o que nós sabemos sobre esses parâmetros antes de ver os dados, considerando o modelo. Uma vez que nós consideramos *priors* uniformes para todos os parâmetros, os histogramas das MCMC para cada parâmetro podem ser considerados como sendo proporcionais às distribuições *a posteriori* dos parâmetros. A localização de cada histograma fornece uma estimativa do valor do parâmetro, enquanto que a região de confiança ou incerteza pode ser obtida através da integração da área em torno da moda ou da mediana do histograma.

Certamente o segundo passo do algoritmo acima é o mais complicado, já que é necessário definir um tamanho de passo a partir do qual são estatisticamente gerados os estados propostos θ^*. Vamos considerar, por exemplo, um parâmetro específico h.

Como trabalhamos com quantidades normalizadas para todas as variáveis, no caso específico do parâmetro citado, calculamos h_n usando:

$$h_n = \frac{h - h_{min}}{h_{max} - h_{min}}, \tag{4.4}$$

sendo h_{min} e h_{max} os limites inferior e superior que h pode assumir. Geramos, então, a proposta a partir de

$$h_n^* \sim \mathcal{N}(h_n, 0.289\Delta), \tag{4.5}$$

onde, nessa equação, "$\sim$" significa "distribuído como". O fator numérico $0,289$ assegura que a variância dos passos é similar à variância gerada pelo passo Δ em uma distribuição uniforme. Através da utilização desse esquema, todas as variáveis normalizadas são sujeitas ao mesmo tamanho de passo. Seguindo as recomendações existentes na literatura como, por exemplo, em Sivia e Skilling (2006), nós 'sintonizamos' Δ para que a cadeia mantenha a taxa de aceitação de $\sim 37\%$. O valor inicial de Δ é 0,25, e uma variação adaptativa no tamanho do passo só passa a ocorrer após 2^{N_p} passos na evolução da cadeia. Esse procedimento garante a exploração de regiões distantes no espaço de parâmetros, de modo que mesmo valores de parâmetros próximos de modas alternativas sejam explorados.

Foram consideradas duas formas para a verossimilhança $\mathcal{L}$. Na primeira, calculamos para toda a grade de n_{pix} linhas de visada (por exemplo, na banda H):

$$\chi^2_{\mathrm{H}} = \frac{1}{n_{pix}} \sum^{n_{pix}} \frac{1}{\mathrm{N_b}} \sum_{j=m_l}^{m_u} \frac{(C_{obs,j} - C_{M,j})^2}{(C_{obs,j} + C_{M,j})}, \tag{4.6}$$

com $C_{obs,j}$ sendo as contagens 2MASS em cada linha de visada, o valor de j indo do limite inferior em magnitude m_l até o limite superior m_u, e $C_{M,j}$ como as contagens correspondentes provenientes do modelo. Para cada linha de visada podemos construir um histograma cumulativo de N_b *bins* de magnitude:

$$\mathrm{N_b} = \left(\left[\frac{m_u - m_l}{\Delta m} \right] + 1 \right). \tag{4.7}$$

As demais bandas são tratadas de forma semelhante e nós combinamos:

$$\chi^2 = \chi^2_{\mathrm{J}} + \chi^2_{\mathrm{H}} + \chi^2_{\mathrm{K_S}}. \tag{4.8}$$

A verossimilhança final é dada por:

$$\mathcal{L} \propto \exp(-\frac{1}{2}\chi^2). \tag{4.9}$$

A equação 4.9 pressupõe que os termos C_{obs} existentes na equação 4.6 são estatisticamente independentes e que sua distribuição é normal. A condição de normalidade, no entanto, não se verifica para os objetos brilhantes, para os quais o número de contagens é pequeno. Igualmente, os histogramas cumulativos não são estatisticamente independentes. Por esse motivo, usamos também a forma da verossimilhança poissoniana, como em Bienayme et al. (1987) e Robin et al. (1996).

Assim, a probabilidade de que $C_{M,j}$ seja observado seria descrita pela distribuição de Poisson:

$$dP_j = \frac{[C_{M,j}]^{C_{obs,j}}}{[C_{obs,j}]!} \exp^{-C_{M,j}} . \tag{4.10}$$

Dadas as contagens $C_{obs,j}$ relevantes, a verossimilhança de um modelo $C_{M,j}$ é dada por:

$$\mathcal{L} = \ln \sum_j dP_j = \sum_{j=m_l}^{m_u} \left(-C_{M,j} + C_{obs,j} \ln C_{M,j} - \ln [C_{obs,j}]!\right). \tag{4.11}$$

Por razões de conveniência costuma-se utilizar a verossimilhança reduzida:

$$\mathcal{L}_r = \mathcal{L} - \mathcal{L}_0, \tag{4.12}$$

sendo $\mathcal{L}_0$ obtido se $C_M = C_{obs}$ em todos os *bins*:

$$\mathcal{L}_0 = \sum_{j=m_l}^{m_u} \left(-C_{obs,j} + C_{obs,j} \ln C_{obs,j}\right) + (C_{obs,j})!. \tag{4.13}$$

A expressão simplificada que é maximizada é:

$$\mathcal{L}_r = \sum_{j=m_l}^{m_u} C_{obs,j} \left(1 - \zeta_j + \ln \zeta_j\right), \tag{4.14}$$

sendo $\zeta_j = \dfrac{C_{M,j}}{C_{obs,j}}$.

As duas formas de verossimilhança nos permitem realizar um teste de sanidade, uma vez que a Equação 4.6 dá mais peso para os *bins* de magnitudes com um maior número de contagens, enquanto que a Equação 4.14 atribui o mesmo peso para as contagens em todos os *bins*. Depois de testar as duas formas, vimos que a maior diferença nos valores de parâmetros é pequena, sendo tipicamente menor do que 5%. A mediana do valor absoluto dos resíduos relativos, $((C_{obs,11} - C_{M,11})/C_{M,11}$, em uma grade com 3072 linhas de visada é, tipicamente, menor do que 2%.

Para quantificar as dependências lineares entre dois parâmetros θ_1 e θ_2, utilizamos as distribuições a *posteriori* para calcular o coeficiente de correlação de Pearson, definido como:

$$r_{\theta_1,\theta_2} = \frac{cov(\theta_1, \theta_2)}{\sqrt{var(\theta_1) var(\theta_2)}} = r_{\theta_2,\theta_1}, \tag{4.15}$$

e que se relaciona com a inclinação dos contornos de mesma probabilidade com relação aos eixos dos parâmetros.

4.2.3 *Nested Sampling*

Consideremos um conjunto de dados D que queremos explicar com o modelo M, que possui parâmetros θ. Pelo teorema de Bayes, a distribuição de probabilidades a *posteriori* para cada parâmetro será dada por:

$$P(\theta \mid D, M) = \frac{P(D \mid \theta, M) \times P(\theta \mid M)}{P(D \mid M)}, \tag{4.16}$$

onde $P(D \mid \theta, M)$ é a verossimilhança face aos dados, $P(\theta \mid M)$ é a distribuição de probabilidades a *priori* (também chamada simplesmente de *prior*) dos parâmetros, e $P(D \mid M)$ é a verossimilhança marginal ou evidência dos dados. A evidência é o fator necessário para normalizar a distribuição de probabilidades a *posteriori* dos

parâmetros:

$$P(D, M) = \int P(D \mid \theta, M) \times P(\theta \mid M) d^m\theta, \tag{4.17}$$

sendo m a dimensionalidade de θ.

A *prior* indica o que nós sabemos sobre os parâmetros antes de ver os dados, considerando o modelo M. Geralmente usa-se uma *prior* bem simples como forma de codificar a grande ignorância inicial sobre os dados. No nosso caso, usamos uma *prior* constante. A distribuição de probabilidades a *posteriori* indica o que sabemos sobre os parâmetros θ após conhecer os dados. Quando existem poucos dados, as distribuições a *posteriori* dependem bastante das *prior* escolhidas, mas conforme a quantidade de dados conhecidos aumenta, essas distribuições passam a independer das formas iniciais das *prior*, sendo dominadas pelas funções de verossimilhanças.

Nos problemas de estimativas de parâmetros, estamos interessados nas distribuições a *posteriori*, marginalizadas sobre todos os demais parâmetros. Nesse caso, conhecer a evidência não é necessário, uma vez que as distribuições a *posteriori* marginalizadas podem ser normalizadas após a integração. Logo, como estamos interessados apenas nas probabilidades relativas, consideramos:

$$P(\theta \mid D, M) \propto P(D \mid \theta, M) \times P(\theta \mid M). \tag{4.18}$$

Sendo a distribuição de probabilidade para um dado parâmetro uma medida do quanto acreditamos que essa distribuição está na vizinhança desse ponto, a nossa melhor estimativa de parâmetro é obtida quando encontramos o máximo da distribuição a *posteriori*. Para obter uma medida da confiabilidade dessa melhor estimativa, temos que olhar a dispersão da distribuição a *posteriori* em torno da melhor estimativa. No entanto, devemos levar em conta que a idéia de uma melhor estimativa de parâmetro e da barra de erro associada (ou do intervalo de confiabilidade) é apenas uma forma de tentar resumir a distribuição a *posteriori* com dois números. Isso fica mais complicado de fazer no caso, por exemplo, de uma distribuição a *posteriori* multimodal e acredita-se que o melhor a fazer seja apenas mostrar a própria distribuição.

O *Nested Sampling* (NS) é um algoritmo de otimização bastante usado em problemas envolvendo muitos parâmetros e que foi inventado por Skilling (2004). A ideia

desse método é que qualquer que seja o número de parâmetros em um modelo, podemos sempre popular o espaço de parâmetros com um número N_{live} de amostras aleatórias e calcular as verossimilhanças associadas. Ao invés de focar nas melhores verossimilhanças, o NS trabalha com as piores avaliações.

Nosso algoritmo para o NS é:

1. povoar aleatoriamente o espaço de parâmetros com N_{live} pontos e avaliar a verossimilhança $\mathcal{L}_i$, i =1,...,N_{live}, sendo que o valor de N_{live} depende do número de parâmetros N_p. Os parâmetros j = 1,...,N_p são guardados no vetores $\theta_{i,j}$;

2. colocar em ordem descrescente os N_{live} valores de verossimilhanças $\mathcal{L}_i$, chamando de $\mathcal{L}^*$ a pior avaliação $\mathcal{L}_{i_{worst}}$;

3. escolher aleatoriamente um índice k entre 1,...,N_{live} tal que $k \neq i_{worst}$;

4. explorar as vizinhanças do ponto θ_k no espaço de parâmetros usando uma MCMC curta, sujeito à restrição de encontrar um conjunto θ_{copy}, para o qual $\mathcal{L} > \mathcal{L}^*$;

5. Substituir $\theta_{i_{worst}}$ por θ_{copy} e pular para o passo 2.

Os passos 4 e 5 do esquema acima são equivalentes a encolher o espaço de parâmetros de um certo fator cada vez que substituímos um $\mathcal{L}^*$ por um $\mathcal{L}$ melhor, amostrando no final a região do espaço mais próxima da região de máximo. Isso pode ser melhor visualizado na Figura 4.6.

Um esquema simples de parada do NS foi escolhido, tomando como base o tamanho do passo proposto na MCMC do passo 4. Quando $\Delta < 0,0001$, as iterações são finalizadas. Só permitimos que Δ comece a variar após 2^{N_p} iterações do algoritmo NS.

A relação heurística entre o número de pontos N_{live} e o número de parâmetros N_p que minimizamos usando o NS é $N_{live} = 2^{N_p}$. Se queremos obter o melhor ajuste entre modelo e observações através de avaliações de verossimilhança usando um conjunto de 11 parâmetros galácticos variáveis, o ideal seria utilizar N_{live}=2048. Quanto maior é N_{live}, maior é o número de iterações necessárias até que alcancemos resultados razoáveis. Devido a limitações de tempo computacional, optamos por usar números menores de N_{live}, mas compensando com o uso de um passo inicial bem

Figura 4.6 - Encolhimento do espaço de parâmetros no *Nested Sampling*.
Fonte: MacKay (2012).

grande, 0,25. Como cada parâmetro é normalizado, o passo inicial de 0,25 garante que todo o intervalo de [0,1] seja efetivamente explorado.

Tendo em mente uma possível limitação do NS devido ao número relativamente pequeno de N_{live} (512) frente ao número de parâmetros na exploração do espaço desses parâmetros, decidimos associar o método de MCMC com o NS. O procedimento empregado foi o seguinte: usar o MCMC para assegurar a realização de uma ampla varredura inicial do espaço de parâmetros, separar os 32 conjuntos de parâmetros com maiores valores de verossimilhança e inserí-los no NS como N_{live}. Dessa forma, o NS apenas refinaria a exploração previamente empreendida pela MCMC.

4.2.4 Os parâmetros investigados e seus intervalos de valores

Os valores dos limites inferior e superior dos intervalos de parâmetros utilizados neste trabalho são mostrados na Tabela 4.3. Tais intervalos foram escolhidos de forma a englobar os intervalos de valores encontrados na literatura.

Nas nossas experiências iniciais com o MCMC e com o *Nested Sampling*, testamos minimizar o parâmetro C_V relacionado à extinção interestelar. Devido ao seu bom comportamento, convergindo sempre para valores muito próximos de $6{,}73\times10^{-22}$

durante vários testes, decidimos fixá-lo, eliminando uma dimensão do espaço de parâmetros. O valor que encontramos encontra-se próximo dos valores de referência de 5,34×10^{-22} mag·cm^{-2} e 6,53×10^{-22} mag·cm^{-2} encontrados, respectivamente, por Bohlin et al. (1978) e Paradis et al. (2012).

Tabela 4.3 - Intervalo de valores de parâmetros explorado neste trabalho .

Parâmetro	Símbolo	Limite inferior	Limite superior
Escalas de comprimento radial dos discos fino e espesso (pc)	α_Y, α_O	500	7000
Raio do buraco central nos discos fino e espesso (pc)	β_Y, β_O	0	6000
Escala de comprimento do esferóide (pc)	a_H	100	4000
Razão de densidade entre esferóide e disco	N_{sph}/N_D	0,001	0,020
Achatamento do esferóide	κ	0,5	0,9
Contraste de densidade dos braços espirais	C_S	0,0	10,0
Razão entre as densidades da barra e do disco	C_{bar}	0,0	10,0
Escala de altura do disco fino (pc)	z_Y	50	400
Escala de altura do disco espesso (pc)	z_O	200	1000
Meio comprimento da barra (pc)	l_{bar}	700	4000
Ângulo de orientação da barra (graus)	θ_{bar}	11	53

As degenerescências ocorrem quando obtemos o mesmo valor de verossimilhança para conjuntos diferentes de parâmetros. Frequentemente isto é indicativo de que existe correlação entre parâmetros. Quando várias degenerescências surgem, é comum o espaço de parâmetros ser multimodal. Situações como essa foram reportadas por Chang et al. (2011) e essa pode ser a explicação para os valores discrepantes de parâmetros encontrados na literatura. Por exemplo, Ojha (2001) obteve o valor de (3700±800) pc para a escala de comprimento radial do disco espesso, Reid e Majewski (1993) obtiveram 3500 pc, Robin et al. (1996) encontraram (2800±800) pc and Buser et al. (1999) obtiveram (3000±1500) pc. Para a escala de comprimento radial do disco fino, temos na literatura: (2800±300) pc por Ojha (2001), (3300±600) pc por Feast (2000), (2500±800) pc por Fux e Martinet (1994), (2100±300) pc por Porcel et al. (1998) e 2600 pc por Freudenreich (1998).

Figura 4.7 - Efeito da variação de α_Y na densidade do disco fino em função do raio galactocêntrico. As linhas vermelha e verde indicam a contribuição do disco jovem usando os limites inferior e superior de α_Y, respectivamente. A utilização de um valor intermediário encontra-se representada pela linha preta.

Nas figuras 4.7 e 4.8 podemos ver como a densidade do disco fino varia com o raio galactocêntrico para os limites inferior e superior de α_Y e β_Y investigados. Uma vez que as expressões para as densidades dos dois discos possuem a mesma dependência com o raio, as variações de α_O e β_O geram contribuições para o disco espesso similares. No caso do esferóide, a densidade dessa componente para os limites de a_H e N_{sph}/N_D aparecem nas figuras 4.9 e 4.10. Para observarmos o efeito das variações dos parâmetros nos seus limites de valores sobre as contagens devido às componentes respectivas para 3072 linhas de visada, apresentamos os mapas nas Figuras 4.11 a 4.18. Em alguns dos mapas podemos ver bem nitidamente uma assimetria entre os dois hemisférios galácticos, provocada por levarmos em conta no modelo o deslocamento do Sol com relação ao plano.

Figura 4.8 - Efeito da variação de β_Y na densidade do disco fino em função do raio galactocêntrico. As linhas vermelha e verde indicam a contribuição do disco jovem usando os limites inferior e superior de β_Y, respectivamente. A utilização de um valor intermediário encontra-se representada pela linha preta.

Figura 4.9 - Efeito da variação de a_H na densidade do esferóide em função do raio galactocêntrico. As linhas vermelha e verde indicam a contribuição do esferóide usando os limites inferior e superior de a_H, respectivamente. A utilização de um valor intermediário encontra-se representada pela linha preta.

Figura 4.10 - Efeito da variação de N_{sph}/N_D na densidade do esferóide em função do raio galactocêntrico. As linhas vermelha e verde indicam a contribuição do esferóide usando os limites inferior e superior de N_{sph}/N_D, respectivamente. A utilização de um valor intermediário encontra-se representada pela linha preta.

Figura 4.11 - Efeito da variação de α_Y sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição do disco fino. O mapa da esquerda corresponde a $\alpha_Y = 500$ pc, e o da direita a $\alpha_Y = 7000$ pc. Consideramos $\beta_Y = 0$ na confecção desses mapas.

Figura 4.12 - Efeito da variação de β_Y sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição do disco fino. O mapa da esquerda corresponde a $\beta_Y = 0$, e o da direita a $\beta_Y = 1000$ pc. Esse valor intermediário foi utilizado para facilitar a visualização do efeito gerado por esse parâmetro. Aqui consideramos $\alpha_Y = 2120$ pc.

Figura 4.13 - Efeito da variação de z_Y sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição do disco fino. O mapa da esquerda corresponde a $z_Y = 50$ pc, e o da direita a $z_Y = 400$ pc. Utilizamos $\alpha_Y = 2120$ pc e $\beta_Y = 0$.

Figura 4.14 - Efeito da variação de a_H sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição do esferóide. O mapa da esquerda corresponde a $a_H = 100$ pc, e o da direita a $a_H = 4000$ pc.

Figura 4.15 - Efeito da variação de N_{sph}/N_D sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição do esferóide. O mapa da esquerda corresponde a $N_{sph}/N_D = 0{,}001$, e o da direita a $N_{sph}/N_D = 0{,}02$.

Figura 4.16 - Efeito da variação de κ sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição do esferóide. O mapa da esquerda corresponde a $\kappa = 0{,}5$, e o da direita a $\kappa = 0{,}9$.

Figura 4.17 - Efeito da variação de C_{bar} sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição da barra. O mapa corresponde a C_{bar} = 5,0. O mapa para C_{bar} = 0,0 não possui contribuição dessa componente.

Figura 4.18 - Efeito da variação de C_S sobre o mapa de contagens na banda K_S, levando em conta apenas a contribuição dos braços espirais. O mapa corresponde a C_S = 5,0. O mapa para C_S = 0,0 não possui contribuição de contagens devido à componente espiral.

4.3 Refinamentos

A grade padrão HEALPix com N_{side}=4 nos proporciona uma boa primeira avaliação dos valores de parâmetros, mas possui limitações por ser relativamente esparsa principalmente na região próxima ao centro galáctico. Esse problema gera diferenças significativas entre o modelo e as observações nessas áreas. Com o objetivo de contornar essa limitação, foram realizados vários testes com grades mais finas, em que apenas alguns dos parâmetros foram investigados. A ideia foi construir uma grade com uma boa cobertura da região central da Galáxia e que ao mesmo tempo não possuísse um número muito grande de pontos. Uma grade mais fina, com 382 pontos, foi obtida a partir da grade HEALPix com N_{side}=16, levando em conta a densidade de contagens de estrelas. Em $l = b = 0°$ a longitude é amostrada a cada $5,6°$ e a latitude a cada $2,4°$. A Figura 4.19 apresenta as distribuições de pontos de grade padrão N_{side}=4 e a grade mais fina, de 382 pontos.

Alguns parâmetros previamente bem determinados, como α_Y, α_O, z_Y e z_O, permaneceram pouco afetados pela escolha de uma grade mais fina. Os parâmetros relacionados ao esferóide, a_H e N_{sph}/N_D, mudaram e melhoraram o desempenho do modelo. Isso ocorre devido ao fato de que o pico de contagens claramente visível em $-10° < l < +10°$ é bem amostrado pela grade mais fina. As variações nos valores dos parâmetros relacionados ao esferóide ocorrem no sentido de a_H diminuir e N_{sph}/N_D aumentar. Os efeitos que a utilização da grade padrão N_{side}=4 e da grade mais fina geram sobre os parâmetros serão apresentados no Capítulo 5, bem como as comparações com valores existentes na literatura.

4.4 Comparações entre modelo e observações

Para obter uma visão geral de como o modelo se comporta com relação às observações para toda a Galáxia, construímos mapas de diferenças relativas entre as contagens teóricas e as contagens 2MASS. Os mapas foram construídos para uma grade HEALPix com $\mathrm{N}_{side} = 16$, e as diferenças relativas $(C - M)/M$ foram associadas com uma escala de cores que vai do azul ao vermelho.

Fizemos tambem cortes em longitude e latitude, vendo como as contagens variam com o aumento ou diminuição de latitude e no plano galáctico, respectivamente. Obviamente tivemos que considerar a mesma magnitude limite para fazer os gráficos das contagens em latitude e longitude. Além disso, realizamos comparações com as contagens provenientes do modelo de Besançon acessíveis por meio de formulário *online*[2].

Os mapas de diferenças relativas, bem como os cortes em longitude e latitude serão mostrados no próximo capítulo.

[2]http://model.obs-besancon.fr/

Figura 4.19 - Comparação entre as grades utilizadas na exploração do espaço de parâmetros. A grade padrão N_{side}=4 e a grade mais fina com 382 pontos estão representadas em verde e vermelho, respectivamente.

5 RESULTADOS

Neste capítulo mostramos os valores de parâmetros galácticos obtidos e fazemos uma comparação com os valores da literatura. São apresentados histogramas das contagens para as linhas de visada em que as contagens do modelo mais diferem das observações, cortes em latitude e longitude e mapas de comparação para o céu inteiro.

5.1 Parâmetros galácticos

Depois de varrer o espaço de parâmetros definidos na Tabela 4.3, apresentamos na Figura 5.1 uma visão geral das distribuições conjuntas de probabilidades *a posteriori* dos parâmetros obtida de 10^5 iterações de uma MCMC considerando a grade HEALPix N_{side}=4. Podemos notar de imediato que os parâmetros galácticos mais bem determinados ou mais bem restritos são α_Y, α_O, z_Y e z_O, seguidos por N_{sph}/N_D. Dois fatores que contribuem para que as estimativas de a_H, β_Y e β_O apresentem as maiores incertezas são as contribuições relativamente mais sutis para o comportamento geral das contagens e a resolução relativamente pobre da grade básica de 192 pontos. Conforme é possível ver na Figura 4.19, na grade HEALPix com N_{side}=4, para $b = 0°$ o intervalo de amostragem em longitude é de $22,5°$, e os primeiros paralelos estão em $|b| \sim 9,6°$. Observando os histogramas 1D marginalizados (diagonal da Figura 5.1) podemos ver que C_S e C_{bar} não têm praticamente restrição alguma.

Outro ponto interessante a se notar nos gráficos de densidades de probabilidade de dois parâmetros são as correlações. Enquanto uma distribuição mais ou menos simétrica de pontos deve ser vista no caso de correlação nula, quando os dois parâmetros estão correlacionados um padrão alongado aparece. A comparação entre os valores dos coeficientes de correlação e as distribuições de probabilidade conjuntas pode facilitar a visualização de como os parâmetros relacionam-se entre si.

A Figura 5.2 ilustra a nossa tentativa de restringir melhor os parâmetros usando o algoritmo NS. Para $\alpha_Y, \alpha_O, z_Y, z_O$ e N_{sph}/N_D a melhor solução coincide bem com as regiões de maior verossimilhança da rodada de MCMC. Já os melhores valores para β_Y, β_O, a_H e κ tendem a cair em regiões que podem estar longe dos pontos de máximo das distribuições provenientes de MCMC. Isso pode acontecer por dois motivos: os parâmetros mais problemáticos serem multimodais, o que poderia levar até um algoritmo como o NS, talhado para problemas com muitos parâmetros, a ficar preso em um máximo local, e o número N_{live} do NS, que no nosso caso foi de 512, não ser suficientemente grande para garantir que o espaço de parâmetros tenha

sido adequadamente investigado. Uma forma de contornar esses problemas e refinar os resultados é escolher aleatoriamente um subconjunto de parâmetros dentre as 5% melhores verossimilhanças de uma MCMC e utilizá-los como estados iniciais de um NS. O resultado desse teste é mostrado na Figura 5.3. Os parâmetros mais bem determinados da MCMC ainda fornecem distribuições unimodais ($\alpha_Y, \alpha_O, z_Y, z_O$), enquanto o restante dos parâmetros tende, ainda que convergindo para valores definidos, a apresentar um espalhamento substancial no espaço de parâmetros conforme o NS progride.

A Tabela 5.1 resume de forma numérica os resultados apresentados nas Figuras 5.1, 5.2 e 5.3. Devido ao próprio mecanismo de funcionamento e convergência do NS, o algoritmo não fornece estimativas razoáveis das incertezas associadas aos parâmetros. Por esse motivo, os erros mencionados na Tabela 5.1 são provenientes de MCMCs, indicando os intervalos de valores correspondentes a regiões com 95% de nível de confiança. Comparando os resultados dos três métodos podemos concluir que os parâmetros mais bem restritos, α_Y, α_O, z_Y e z_O, mostram-se consistentes a diferentes abordagens e provavelmente são até mais bem determinados do que indicado apenas pela MCMC. No caso dos demais parâmetros, as distribuições de probabilidades da Figura 5.1 mostram que os seus intervalos são grandes, o que reflete as restrições fracas impostas sobre estes pela utilização da grade padrão (192 pontos), relativamente esparsa. Os parâmetros geométricos da barra foram mantidos fixos durante a utilização da grade mais esparsa.

Cientes de que a utilização de uma grade com 192 pontos permitiria uma visão geral dos parâmetros galácticos, mas que seria grosseira para investigar mais detalhadamente a região do bojo, que é influenciada, por exemplo, pelos raios dos buracos centrais nos discos, pela barra, e pelos próprios parâmetros do esferóide, decidimos testar grades mais finas.

No mapa de diferenças relativas entre as contagens teóricas e as contagens observadas em regiões mais próximas do plano galáctico é possível notar um aumento no predomínio das observações com a longitude, até chegarmos a um máximo na direção do anti-centro. O fato desse aumento localizar-se próximo ao plano poderia indicar que ocorrem variações nas escalas de altura com a longitude. Quando observamos regiões com longitudes menores, estamos focando nossa atenção na parte mais interna da Galáxia, enquanto quando olhamos a direção do anti-centro vemos a parte mais externa. Isso significa que podemos traduzir uma relação de escala de altura com longitude em uma relação de escala de altura com o raio galáctico.

Figura 5.1 - Densidades conjuntas de probabilidades *a posteriori* para os parâmetros do modelo após 10^5 iterações de uma MCMC. Os histogramas 1D marginalizados para os parâmetros constam na diagonal, e os coeficientes de correlação entre cada par de parâmetros investigados também foram incluídos. A cruz vermelha marca a moda da distribuição 2D de probabilidades e o contorno amarelo indica a região de confiança de 95%.

Figura 5.2 - Distribuições de densidades para os parâmetros do modelo após 7400 iterações de uma rodada do *Nested Sampling* com $N_{live} = 512$. O símbolo vermelho indica a moda da distribuição 2D.

Figura 5.3 - Distribuição de densidades para os parâmetros do modelo após uma rodada do *Nested Sampling* iniciada com $N_{live} = 32$ conjuntos iniciais de parâmetros escolhidos aleatoriamente dentre as 5% melhores verossimilhanças de uma MCMC com 25000 iterações. O símbolo vermelho indica a moda da distribuição 2D.

Figura 5.4 - Densidades conjuntas de probabilidades *a posteriori* para os parâmetros do modelo após 7×10^4 iterações de uma MCMC para a grade de maior resolução. Os histogramas 1D marginalizados para os parâmetros são mostrados na diagonal, e os coeficientes de correlação entre cada par de parâmetros investigados também foram incluídos. Os símbolos indicam o mesmo que na Figura 5.1.

Tabela 5.1 - Resultados provenientes de MCMC, NS e MCMC+NS para a grade HEALPix N_{side}=4.

Parâmetro	MCMC	NS	MCMC+NS
α_Y (pc)	$\left(1230^{+190}_{-170}\right)$	$\left(1200^{+190}_{-170}\right)$	$\left(1190^{+170}_{-160}\right)$
α_O (pc)	$\left(4750^{+920}_{-690}\right)$	$\left(5150^{+920}_{-690}\right)$	$\left(4420^{+850}_{-750}\right)$
β_Y (pc)	$\left(920^{+2570}_{-570}\right)$	$\left(2140^{+2570}_{-570}\right)$	$\left(2770^{+1700}_{-600}\right)$
β_O (pc)	$\left(1740^{+2570}_{-1430}\right)$	$\left(100^{+2570}_{-100}\right)$	$\left(4760^{+1240}_{-730}\right)$
a_H (pc)	$\left(1940^{+570}_{-640}\right)$	$\left(1350^{+570}_{-640}\right)$	$\left(1000^{+550}_{-410}\right)$
N_{sph}/N_D	$\left(0,0073^{+0,0064}_{-0,0036}\right)$	$\left(0,0058^{+0,0064}_{-0,0036}\right)$	$\left(0,0058^{+0,0072}_{-0,0033}\right)$
κ	$\left(0,55^{+0,15}_{-0,05}\right)$	$\left(0,76^{+0,14}_{-0,05}\right)$	$\left(0,74^{+0,09}_{-0,04}\right)$
C_S	$\left(0,9^{+3,3}_{-0,5}\right)$	$\left(1,0^{+3,3}_{-0,5}\right)$	$\left(2,3^{+1,1}_{-0,7}\right)$
C_{bar}	$\left(3,0^{+0,9}_{-2,5}\right)$	$\left(0,4^{+0,9}_{-0,4}\right)$	$\left(3,5^{+1,5}_{-0,3}\right)$
z_Y (pc)	$\left(170^{+40}_{-30}\right)$	$\left(170^{+40}_{-30}\right)$	$\left(170^{+40}_{-40}\right)$
z_O (pc)	$\left(680^{+120}_{-90}\right)$	$\left(710^{+120}_{-90}\right)$	$\left(730^{+130}_{-90}\right)$
l^*_{bar} (pc)	2000	2000	2000
θ^*_{bar} (graus)	30	30	30
χ^2	7,22	5,26	5,73

Legenda: * - Parâmetros mantidos fixos nos valores indicados.

As escalas de altura dos discos fino e espesso possuiam, até esse ponto dos testes, uma dependência exponencial com o raio galáctico, sendo os valores de entrada iguais às escalas na vizinhança solar. Para verificar a necessidade do aumento da escala de altura com o raio, construímos duas grades com 16 pontos, nas longitudes de 135° e 180°, varrendo o mesmo intervalo de latitudes, e retiramos suas dependências radiais. Tais grades foram utilizadas em 12000 iterações de Cadeias de Markov, de forma a obtermos distribuições de probabilidade para os valores desses parâmetros. A escala de altura do disco fino não apresentou variações significativas, enquanto a escala para o disco espesso aumentou cerca de 12%. Essas variações nas escalas de altura dos discos são identificadas na literatura pelo nome de *flare*, mas não existe um consenso sobre o aumento ou diminuição em cada disco. Bilir et al. (2008), por exemplo, concluíram, a partir de dados SDSS em latitudes intermediárias, que ocorre um aumento da escala de disco fino com o raio galáctico, enquanto a escala para o disco espesso aumenta. Cabrera-Lavers et al. (2007), investigando campos 2MASS em altas latitudes, encontraram que a escala de altura do disco fino aumenta tão levemente com o raio que pode ser considerada constante e a escala de altura do disco espesso diminui com o raio galáctico. Siegel et al. (2002) também verificaram um *flaring* no disco espesso, com a escala de altura aumentando com o raio.

Tendo verificado variações nas escalas de altura para grades localizadas em apenas

duas longitudes, uma grade com 33 pontos, obtida a partir da grade original, que está localizada em latitudes e longitudes galácticas positivas entrou como *input* em uma MCMC para encontrar os valores mais prováveis das escalas de altura dos discos na vizinhança solar e dos fatores que indicam o crescimento exponencial das escalas com o raio galáctico. Encontramos 90 pc e 900 pc para as escalas do disco fino e do disco espesso, respectivamente, e 0,4 para o fator de crescimento do disco espesso com o raio. O fator para o disco fino é próximo de zero, de forma que a escala de altura do disco fino é constante. Em outro experimento, encontramos que a escala de altura de disco fino pode ser mantida constante, enquanto a escala do disco espesso aumenta com o raio. Isso indica que o *flaring* para os discos utilizado no modelo de Ortiz & Lépine é adequado, principalmente para o disco espesso. Como as maiores diferenças entre modelo e observações aparecem na direção do anti-centro galáctico, que é mais afetada pelo disco espesso, decidimos manter o *flaring* dos dois discos. Note-se que as escalas de altura de 90 pc e 900 pc são apenas indicativas e devem ser vistas como relacionadas à melhor solução de uma grade muito específica, destinada a investigar outros efeitos. Valores robustos desses parâmetros foram obtidos através da modelagem com grades no céu inteiro.

A forma que adotamos para melhorar a nossa habilidade de determinar os parâmetros relacionados às regiões espacialmente limitadas da Galáxia foi utilizar uma grade mais fina, já descrita em 4.3, em que amostramos melhor a região do esferóide e do plano galáctico. As distribuições de probabilidade provenientes de 70000 iterações de uma MCMC em que consideramos $\beta_O = C_S = 0$, e fixamos C_{bar} no valor melhor ajustado até então são mostradas na Figura 5.4. Posteriormente, com o espaço de parâmetros já reduzido às regiões mais prováveis, rodamos um NS utilizando a resolução total da grade com N_{side}=16. Assim foi possível chegarmos ao melhor conjunto de parâmetros, cujos valores e comparações com a literatura apresentaremos na seção seguinte. Enfatizamos que a investigação dos parâmetros galácticos com um modelo de contagens para 3072 linhas de visada (incluindo o plano) é inédita na literatura.

A Tabela 5.2 mostra os efeitos de adotar distintas formas de incertezas para as contagens de estrelas. De modo a tornar a comparação mais simples, nós minimizamos apenas parâmetros bem determinados. Como podemos ver, os esquemas de pesos diferentes não produzem resultados conflitantes. A seguir vamos discutir apenas os resultados em que o esquema $\sqrt{N}$ foi usado.

Tabela 5.2 - Comparação entre diferentes esquemas de incertezas.

Parâmetro	$\sqrt{N}$	Variância de 5 pontos
α_Y (pc)	$\left(1200^{+220}_{-140}\right)$	$\left(1330^{+190}_{-190}\right)$
α_O (pc)	$\left(5150^{+520}_{-1090}\right)$	$\left(4970^{+730}_{-550}\right)$
z_Y (pc)	$\left(170^{+40}_{-30}\right)$	$\left(180^{+40}_{-30}\right)$
z_O (pc)	$\left(710^{+90}_{-120}\right)$	$\left(770^{+130}_{-60}\right)$

5.2 Comparações com valores da literatura

Devido às limitações da grade com 192 pontos, grades mais finas foram utilizadas para investigar parâmetros específicos, e depois de restringir com segurança o espaço de exploração, a grade completa com 3072 linhas de visada foi adotada para cobrir o céu todo. A Tabela 5.3 é uma compilação dos resultados deste trabalho, juntamente com os valores correspondentes encontrados na literatura, de forma a facilitar a comparação e discussão das diferenças.

O primeiro resultado que chama a nossa atenção é α_Y, para o qual o valor que nós determinamos é um pouco inferior aos resultados encontrados na literatura, sendo mais discrepante com relação aos trabalhos de Feast (2000), Larsen e Humphreys (2003) e Chang et al. (2011). A diferença pode estar relacionada com a forte correlação existente entre α_Y e β_Y, sendo que esse último parâmetro não costuma ser usado em outros modelos. Comparando os valores que obtemos para α_Y quando usamos a grade padrão de 192 pontos com a literatura, vemos que as diferenças são muito mais significativas e certamente associadas à resolução pobre daquela grade. É claro, após o nosso estudo, que é impossível investigar simultaneamente parâmetros como α_Y, β_Y, α_O, β_O, a_H e N_{sph}/N_D e a própria barra com a resolução da grade básica, devido ao fato de que o modelo tem comportamento bastante não linear na região em torno do centro galáctico. Já para o caso de α_O, nossa determinação é comparável às estimativas de Robin et al. (1996), Buser et al. (1999), Ojha (2001) e Jurić et al. (2008). Três trabalhos que também utilizaram dados 2MASS na obtenção dos valores de α_Y e α_O foram Chang et al. (2011), López-Corredoira et al. (2002) e Reylé et al. (2009). Os valores encontrados por Chang et al. (2011) tanto para α_Y como para α_O foram bem diferentes dos nossos, mas uma vez que estes derivaram seus valores usando apenas objetos localizados em $|b| > 30°$ por considerarem a região do plano galáctico muito problemática, a comparação não se dá nos mesmos termos. Aqueles autores alertam que seus valores para as escalas radiais dos discos podem não ser confiáveis. López-Corredoira et al. (2002) e Reylé et al. (2009) obtiveram valores

bem próximos aos nossos valores de α_Y. Assim como na maior parte dos casos vistos na literatura, nós obtivemos que α_O é maior que α_Y. Jurić et al. (2008) sugeriram que um maior valor para a escala de comprimento radial do disco espesso poderia ser invertida com a escala de comprimento radial do disco fino, isto é, ao invés de termos uma escala de comprimento radial maior para o disco espesso poderíamos obter uma escala de comprimento radial maior para o disco fino, sem perdas para o valor da verossimilhança. Nós não verificamos esse tipo de degenerescência nos experimentos que realizamos.

A existência de um truncamento ou buraco central nos discos é um assunto controverso. As primeiras indicações dessa característica vieram de observações e estudos de outras galáxias, com morfologia semelhante ao que as evidências fornecem que a Via Láctea possui. De acordo com a literatura, Freeman (1970) foi quem primeiro classificou os discos galácticos em dois tipos, sendo um descrito por uma única exponencial e o outro descrito pela subtração de duas exponenciais. Posteriormente, dados da nossa própria galáxia reforçaram a idéia da presença de um truncamento interno nos discos. Enquanto Lépine e Leroy (2000) consideraram a existência de uma deficiência de objetos nos discos fino e espesso, em outros trabalhos é levado em conta um buraco central apenas no disco fino (FREUDENREICH, 1998; LÓPEZ-CORREDOIRA et al., 2004; PICAUD; ROBIN, 2004).

O buraco no disco jovem, β_Y, não possui muitas estimativas na literatura. O valor que obtivemos é consistente com as estimativas de Freudenreich (1998), Lépine e Leroy (2000), López-Corredoira et al. (2004) e Picaud e Robin (2004).

Tabela 5.3 - Comparações entre os nossos valores de parâmetros galácticos e os valores encontrados na literatura.

Parâmetro	Nosso resultado	Valor da literatura	Fonte
α_Y (pc)	(2120±200)	(2500^{+800}_{-600})	Fux e Martinet (1994)
		2600	Freudenreich (1998)
		(2100±300)	Porcel et al. (1998)
		(3300±600)	Feast (2000)
		1700	Lépine e Leroy (2000)
		(2800±300)	Ojha (2001)
		(2100^{+220}_{-170})	López-Corredoira et al. (2002)
		(3500±300)	Larsen e Humphreys (2003)
		2400	Picaud e Robin (2004)
		(2600±520)	Jurić et al. (2008)

		2200	Reylé et al. (2009)
		(3700±1000)	Chang et al. (2010)
α_O (pc)	(3050±500)	3500	Reid e Majewski (1993)
		(2800±800)	Robin et al. (1996)
		(3000±1500)	Buser et al. (1999)
		2300	Lépine e Leroy (2000)
		(3700±800)	Ojha (2001)
		(4700±200)	Larsen e Humphreys (2003)
		(3600±720)	Jurić et al. (2008)
		(5000±1000)	Chang et al. (2010)
β_Y (pc)	$\left(2070^{+2000}_{-800}\right)$	3000	Freudenreich (1998)
		2600	Lépine e Leroy (2000)
		2000 - 4000	López-Corredoira et al. (2004)
		1310±1030	Picaud e Robin (2004)
z_Y (pc)	(205±40)	325	Reid e Majewski (1993)
		250-270	Robin et al. (1996)
		100	Lépine e Leroy (2000)
		$\left(310^{+60}_{-45}\right)$	López-Corredoira et al. (2002)
		(245±49)	Jurić et al. (2008)
		(360±10)	Chang et al. (2010)
z_O (pc)	(640±70)	1400-1600	Reid e Majewski (1993)
		760	Robin et al. (1996)
		390	Lépine e Leroy (2000)
		900	Larsen e Humphreys (2003)
		(900±180)	Jurić et al. (2008)
		(1020±30)	Chang et al. (2010)
a_H (pc)	(400±100)	3000	Gilmore (1984)
		2670	Reid e Majewski (1993)
		420	Lépine e Leroy (2000)
		(4300±700)	Larsen e Humphreys (2003)
N_{sph}/N_D	(0,0082±0,0030)	0,00125	Bahcall e Soneira (1980)
		0,0083	Guglielmo (1990)
		0,00358	Ruelas-Mayorga (1991)
		(0,002-0,003)	Larsen e Humphreys (2003)
		0,0051	Jurić et al. (2008)
		(0,002±0,001)	Chang et al. (2010)
κ	(0,57±0,05)	(0,80±0,05)	Reid e Majewski (1993)

		0,8	Lépine e Leroy (2000)
		0,6	Robin et al. (2000)
		(0,55±0,06)	Chen e al. (2001)
		(0,65±0,05)	Girardi et al. (2005)
		(0,64±0,01)	Jurić et al. (2008)
C_{bar}	$\left(3,4^{+1,0}_{-1,5}\right)$		
C_S	$\left(2,0^{+0,6}_{-0,8}\right)$	1,32	Drimmel e Spergel (2001)
		1,2 - 1,4	Grosbøl et al. (2004)
		1,3	Benjamin et al. (2005)
		1,3 - 1,5	Liu et al. (2012)
l_{bar} (pc)	$\left(1250^{+500}_{-250}\right)$	1610 – 2030	Dwek et al. (1995)
		900	Stanek et al. (1997)
		< 3128	Freudenreich (1998)
		1750	Bissantz e Gerhard (2002)
		3900	López-Corredoira et al. (2007)
		1250	Gonzalez et al. (2011)
		1460	Robin et al. (2012)
		1490	Wang et al. (2012)
		680	Cao et al. (2013)
θ_{bar} (graus)	$\left(12^{+15}_{-1}\right)$	(20±10)	Dwek et al. (1995)
		20 – 30	Stanek et al. (1997)
		~ 14	Freudenreich (1998)
		12	López-Corredoira et al. (2000)
		15 – 30	Bissantz e Gerhard (2002)
		20 – 35	López-Corredoira et al. (2005)
		43	López-Corredoira et al. (2007)
		(42.44±2.14)	Cabrera-Lavers et al. (2008)
		$\left(15,0^{+12,7}_{-13,3}\right)$	Vanhollebeke et al. (2009)
		~ 30	Gonzalez et al. (2011)
		25 – 27	Nataf et al. (2013)
		13	Robin et al. (2012)
		20	Wang et al. (2012)
		29 – 32	Cao et al. (2013)

As escalas de altura z_Y e z_O também são parâmetros bem determinados na modelagem. O valor de z_Y concorda bem com valores obtidos por Robin et al. (1996) e Jurić et al. (2008), e é um pouco menor do que os obtidos por López-Corredoira et al.

Figura 5.5 - Efeito de variações nos valores dos parâmetros a_H e N_{sph}/N_D sobre as contagens de estrelas. Os pontos representam as contagens 2MASS no primeiro "paralelo", em $b = 2,4°$. A linha vermelha indica a utilização no modelo com a_H=390 pc e N_{sph}/N_D=0,009, e a linha verde indica as contagens teóricas para a_H=1500 pc e N_{sph}/N_D=0,003. Os demais parâmetros foram mantidos iguais.

(2002), Reid e Majewski (1993) e Chang et al. (2011). Para z_O, encontramos o valor de 640 pc, nitidamente menor do que as outras determinações da literatura (ROBIN et al., 1996; LARSEN; HUMPHREYS, 2003; JURIĆ et al., 2008; CHANG et al., 2011). López-Corredoira et al. (2002) calcularam a escala de altura de um único disco como sendo igual a 310 pc, que é intermediário entre os valores a que chegamos.

A escala de comprimento do esferóide, a_H, determina quão bom é o ajuste do pico nas contagens de fontes na região bem próxima ao centro galáctico. Esse pico é notável quando examinamos as contagens longitudinais na banda K_S em $|b| \sim 2,4°$, que faz parte do primeiro "paralelo" no esquema HEALPix com N_{side}=16. Se quisermos ser capazes de reproduzir o pico com a população do esferóide, a_H deve necessariamente ser pequeno, enquanto a normalização N_{sph}/N_D deve aumentar. Podemos ver mais claramente o efeito de variações nos valores de a_H e N_{sph}/N_D na Figura 5.5.

O valor para o achatamento do esferóide, κ, que obtivemos, de $\sim 0,57$, é consistente com o intervalo que vemos na literatura para esse parâmetro, 0,55–0,8. Uma vez que existe uma correlação entre κ e N_{sph}/N_D, esses dois parâmetros do esferóide

devem ser sempre otimizados simultaneamente. Larsen e Humphreys (2003) sugeriram a possibilidade de κ variar com o raio galactocêntrico. Já Carollo e al. (2007) concluíram que o esferóide poderia ser melhor descrito por duas populações, uma relacionada a um halo mais interno, com achatamento de $\sim$ 0,6, e outra relacionada a um halo mais externo, com achatamento $\sim$ 0,9.

O parâmetro de contraste dos braços espirais, C_S, é muito fracamente restringido pelos dados 2MASS, já que depende de contagens em latitudes baixas, onde a extinção é grande. Isso acontece mesmo usando a grade com $\mathrm{N}_{side} = 16$, que fornece uma separação de $5,6°$ em $|b| = 0°$, e os excessos nas contagens que esperaríamos ver nas direções tangenciais aos braços mencionadas no final da Seção 2.2.4 dificilmente são vistos. Os valores encontrados para C_S são da ordem da unidade, coincidindo grosseiramente com estimativas anteriores de Drimmel e Spergel (2001), Grosbøl et al. (2004), Benjamin et al. (2005) e Liu et al. (2012). Definitivamente uma resolução maior é necessária para caracterizar essa componente do modelo. Quillen (2002) chegou a uma conclusão parecida com a nossa.

A utilização de uma barra no modelo para reproduzir as contagens de objetos observadas na grade HEALPix com $\mathrm{N}_{side} = 16$ evidentemente melhora a qualidade dos ajustes, ainda que o limite de $\mathrm{K}_S = 11$ e o espaçamento de $\Delta l = 5,6°$ e $\Delta b = 2,4°$ não sejam os melhores no processo de otimização dos parâmetros dessa componente. Os nossos resultados indicam que a barra possui um comprimento de aproximadamente 2,5 kpc, com razões de eixos 1,00:0,22:0,39. O ângulo θ_{bar} é bem próximo do limite inferior de valores encontrados na literatura, de $\sim 12°$ (LÓPEZ-CORREDOIRA et al., 2000). As distribuições *a posteriori* que encontramos para esse parâmetro, no entanto, indicam que o intervalo de valores que este pode assumir é amplo, desde que ocorram ajustes correspondentes nas dimensões da barra. Isso quer dizer que existem degenerescências entre θ_{bar} e os parâmetros de dimensões da barra. O contraste da barra com os dois discos, C_{bar}, é de ~ 3. Nós não encontramos estimativas anteriores para esse parâmetro na literatura para comparar com a nossa determinação.

5.3 Comparações em linhas de visada selecionadas

Nas Figuras 5.6, 5.7 e 5.8 podemos ver histogramas para nove direções do céu nas bandas J, H e K_S, respectivamente. Em cada Figura, os três histogramas do meio correspondem ao plano galáctico ou região muito próxima, enquanto os três histogramas de cima e de baixo correspondem a $|b| = 45°$.

Conforme mencionamos na seção relativa à metodologia, para cada coordenada nós

Figura 5.6 - Mosaico de histogramas cumulativos de contagens de estrelas para nove linhas de visada selecionadas na banda J. Os três histogramas do meio correspondem a coordenadas localizadas no plano galáctico ou próximo, enquanto os três histogramas acima e abaixo correspondem a $|b| = 45°$. As contagens 2MASS são representadas por pontos e os degraus mostram as contagens do modelo nas mesmas posições e magnitudes. A linha tracejada indica a magnitude limite para cada linha de visada.

Figura 5.7 - Mosaico de histogramas cumulativos de contagens de estrelas para nove linhas de visada selecionadas na banda H. Os símbolos representam o mesmo que na Figura 5.6.

temos três magnitudes limite, uma por banda. Acima dessas magnitudes limite, a completeza das detecções é progressivamente menor, comprometendo as comparações com as contagens teóricas. É necessário ter as magnitudes limite em mente quando examinamos os histogramas e as quantificações de quão bem o modelo prevê as contagens observacionais.

O plano galáctico apresenta as maiores diferenças entre modelo e observações, principalmente em $l = 300°$ e $l = 60°$. Nos histogramas correspondentes à linha de visada para $(l, b) = (300, -45)$ podemos observar os efeitos de proximidade da Pequena Nuvem de Magalhães para as magnitudes mais fracas do que aproximadamente 13.

Histogramas similares foram construídos para a região dos pólos galácticos e são mostrados na Figura 5.9. Comparando os histogramas para os dois pólos galácticos vemos que existem assimetrias entre os hemisférios. No pólo Norte galáctico, nas magnitudes mais brilhantes, há um excesso de contagens observadas, com o contrário ocorrendo no pólo Sul. No caso dos pólos, podemos ver que os limites de magnitudes

Figura 5.8 - Mosaico de histogramas cumulativos de contagens des estrelas para nove linhas de visada selecionadas na banda K_S. Os símbolos representam o mesmo que na Figura 5.6.

vão até a máxima profundidade do catálogo 2MASS.

Levando em conta que a maior parte dos trabalhos existentes na literatura não usam linhas de visada distribuídas em todo o céu, dando preferência às médias e altas latitudes, e levando em conta que utilizamos as regiões do plano, esperava-se que os nossos resultados não fossem tão bons quanto aqueles de regiões restritas. No entanto, como se pode ver nos histogramas da Figura 5.9, as nossas previsões funcionam bem mesmo para os pólos galácticos.

É comum vermos na literatura as regiões próximas ao plano galáctico serem deixadas de lado no processo de busca dos valores de parâmetros que melhor descrevem a Via Láctea. Não é exagero dizer que a modelagem das contagens ao longo do plano ou em grades que o interceptam são a pedra de toque para identificar a qualidade dos modelos de contagens de estrelas.

Utilizando 64 linhas de visada distribuídas no plano galáctico, provenientes do es-

Figura 5.9 - Mosaico de histogramas cumulativos de contagens de estrelas para os pólos galácticos nas bandas JHK$_S$. Os símbolos representam o mesmo que na Figura 5.6.

quema HEALPix com N$_{side}$=16, a Figura 5.10 mostra como as contagens de estrelas variam com a longitude para a banda K$_S$ até a magnitude limite K$_S$ = 11, com e sem a adoção do perfil de densidade para o disco jovem fornecido pela Equação 2.4. Foram também incluídas, para comparação, as contagens previstas pelo modelo de Besançon (ROBIN; CREZé, 1986; ROBIN et al., 2003), obtidas a partir do formulário *online*[1]. Uma vez que o único parâmetro que pode ser variado pelo usuário no formulário *online* sem mexer no número de componentes do modelo e nos tipos de objetos é a extinção, nós mostramos o ajuste que fornece a melhor descrição na região próxima ao centro galáctico.

As maiores diferenças entre as observações e o modelo ocorrem em $l \sim 300°$. As contagens 2MASS no plano não indicam aumentos de contagens nas direções tangenciais aos braços espirais. Dessa forma, o modelo OL93 tem pouco a restringir no que diz respeito a essa componente. Algumas dificuldades associadas à modelagem dos braços são as irregularidades na sua estrutura e até mesmo nossa ignorância sobre as suas localizações, apesar dos vários estudos realizados até agora. Francis e Ander-

[1]http://model.obs-besancon.fr/

Figura 5.10 - Contagens cumulativas de fontes com a longitude ($b = 0°$) para a banda K_S. A magnitude limite para todas as linhas de visada foi de 11. Os círculos preenchidos em preto e em ciano com barras de erros indicam as contagens 2MASS para a grade HEALPix com N_{side}=4/16. Os degraus azuis e vermelhos correspondem ao modelo com e sem a correção da Equação 2.4 para o disco fino, respectivamente. Os degraus verdes indicam as contagens calculadas pelo modelo de Besançon através de formulário *online*.

son (2012), por exemplo, comentam as dificuldades relatadas em vários trabalhos para realizar um ajuste aos aumentos de contagens de estrelas e que supostamente relacionam-se ao padrão espiral, e terminam por ajustar dois braços espirais logaritmicos bissimétricos à distribuição de Hidrogênio.

A Figura 5.11 mostra em um corte em latitude galáctica para $l = 0°$ como as contagens de fontes aumentam conforme nos aproximamos do plano galáctico. A concordância entre o modelo e os dados 2MASS é muito boa, tanto em baixas quanto em altas latitudes. Pode-se notar uma ligeira assimetria entre o hemisfério galáctico Norte e o hemisfério galáctico Sul.

Através da confecção de mapas de todo o céu de diferenças relativas entre as contagens teóricas e as contagens observacionais podemos ter uma compreensão mais clara dos méritos e limitações de um modelo, como, por exemplo, em que regiões da Galáxia o modelo apresenta mais falhas. A Figura 5.12(c) mostra a razão $(C_{obs} - C_M)/C_M$ obtida através de histogramas cumulativos até a magnitude 11 como figura de mérito. As maiores diferenças entre as contagens concentram-se no plano galáctico, uma limitação compartilhada por todos os modelos existentes na literatura. As contagens 2MASS e do modelo são apresentadas nas Figuras 5.12(a) e 5.12(b), respectivamente.

As Nuvens de Magalhães podem ser vistas nitidamente no hemisfério galáctico sul da Figura 5.12(a). A Figura 5.12(c) é parecida com a Figura 2 do trabalho de Reylé et al. (2009), já que ambas apresentam as diferenças entre as observações e as previsões de um modelo. Apesar de o modelo de Reylé et al. (2009) incluir um *warp*, que não está presente no nosso modelo, as diferenças O-C são menores no nosso caso. As principais diferenças entre o nosso mapa e o de Reylé et al. (2009) são as localizações onde o modelo difere mais das observações. O excesso de contagens que aqueles autores atribuem ao *warp* está presente na Galáxia externa, enquanto os maiores excessos que encontramos estão próximos de $l \sim 300°$ e $l \sim 60°$.

Recentemente, Chang et al. (2011) apresentaram um mapa de razões entre as contagens teóricas e as contagens observacionais de magnitude 5 até 14 para a banda K_S para 8192 linhas de visada distribuídas no céu inteiro. Com o propósito de realizar uma comparação com o mapa daqueles autores, na Figura 5.13 mostramos um mapa no mesmo formato, para 12288 linhas de visada, com a mesma magnitude limite. No intuito de facilitar a comparação, reproduzimos o mapa de Chang et al. (2011) na Figura 5.14. A função de luminosidade utilizada por Chang et al. (2011) é uma função paramétrica do tipo lei de potência cujo índice é ajustado ponto a ponto na grade (CHANG et al., 2010). A nossa função de luminosidade foi modificada para

Figura 5.11 - Contagens cumulativas de fontes com a latitude ($l = 0°$) na banda K_S. A magnitude limite para todas as linhas de visada foi de 11. Os símbolos indicam o mesmo que na Figura 5.10, com degraus verdes indicando as contagens calculadas pelo modelo de Besançon através de formulário *online* .

incluir alguns resultados recentes de distribuição espacial de populações estelares na vizinhança solar. Pode-se ver que nossa descrição é melhor tanto na região do centro galáctico, como na região do anti-centro.

Figura 5.12 - Mapas de de céu inteiro das contagens observadas, contagens teóricas e diferenças relativas na banda K_S usando esquema HEALPix com N_{side}=16 (3072 pontos). **(a)** Contagens cumulativas observadas de estrelas. Cada ponto da grade é resultante de uma busca em 1 grau quadrado no modo cone. As contagens encontram-se codificadas em uma escala logaritmica para facilitar a visualização. **(b)** Contagens cumulativas preditas de estrelas do modelo na mesma banda e com a mesma codificação de contagens do item anterior. **(c)** Diferenças relativas $(C_{(obs,11)} - C_{(M,11)})/C_{(M,11)}$ entre (a) e (b), com codificação de cor em uma escala linear para enfatizar os detalhes.

Figura 5.13 - Mapa de comparação de céu inteiro da razão $C_{(M,14)}/C_{(obs,14)}$ para 12288 linhas de visada na banda K_S para uma comparação direta com os resultados de Chang et al. (2011). A magnitude limite é de 14 neste caso.

Figura 5.14 - Reprodução do mapa da razão C_M/C_{obs} para 8192 linhas de visada na banda K_S, do trabalho de Chang et al. (2011).
Fonte: Chang et al. (2011).

6 MODELO GALÁCTICO EM ALTAS ENERGIAS

6.1 Modelo de distribuição de fontes puntiformes

Conforme dissemos no capítulo 2, o modelo de Ortiz & Lépine foi originalmente desenvolvido para prever as contagens de objetos no óptico e no infravermelho em função da direção dada pela latitude e longitude galácticas, de forma a podermos realizar comparações com catálogos como, por exemplo, o 2MASS.

Com a entrada em funcionamento de telescópios em raios X e raios γ com resolução espacial e resolução em energia sem precedentes, tornou-se em princípio possível investigar as populações galáctica e extragaláctica que originam as emissões em altas energias da mesma forma que fazemos em outros comprimentos de onda. Dessa forma, com simplificações e adaptações, pretendemos empregar um modelo de distribuição de fontes com que já estamos familiarizados e implementar algumas modificações de forma a obter estimativas de fluxos de raios γ e raios X ao invés de magnitudes aparentes no infravermelho e contar as fontes observadas até dado limite de fluxo.

Ainda que o modelo de contagens de fontes em raios γ apresente algumas modificações importantes (por exemplo, consideramos que a absorção no meio interestelar é desprezível), continua sendo válida a equação de estatística estelar, no sentido de que necessitamos igualmente de uma densidade de fontes e de uma função de luminosidade. Da mesma forma, consideramos que a Galáxia é formada por componentes, só que agora levamos em conta apenas um disco e um esferóide. A densidade numérica total de fontes é obtida pela soma das contribuições individuais.

No modelo no infravermelho, são computadas as contagens cumulativas ou diferenciais de objetos até limites sucessivos de magnitudes aparentes. Em altas energias, de forma similar, trabalhamos com limites sucessivos de fluxos em cada banda. Tanto em raios γ quanto no infravermelho, os fluxos recebidos em Terra cobrem várias ordens de grandeza. É conveniente, então, utilizar unidades logarítmicas para manipulá-los. Sob este aspecto, a mecânica de funcionamento do código difere apenas pelo fator -2,5 que é utilizado na escala de magnitudes. Nós adotamos, por conveniência, os fluxos e luminosidades em fótons/cm^2/s e fótons/s, respectivamente. A análise que se segue pode ser aplicada a qualquer uma das cinco bandas de energia do Fermi, mas salvo explicitamento dito o contrário, estaremos sempre nos referindo à banda de 100 a 300 MeV.

Vejamos mais detalhadamente as componentes:

6.1.1 Esferóide

A densidade de objetos no esferóide é dada por:

$$n_{sph}(R) = \frac{C_1}{\zeta(\zeta + a_H)^3}, \tag{6.1}$$

onde R é a distância ao centro galáctico, $\zeta = \sqrt{(z/\kappa)^2 + R^2}$, κ é o achatamento do esferóide e z é a distância acima do plano galáctico. a_H é uma escala de comprimento do esferóide. Da mesma forma que no modelo no infravermelho, $C_1 = R_0(R_0 + a_H)^3(N_{sph}/N_D)$, e o último termo representa a razão de densidades do esferóide e das populações do disco na vizinhança solar.

6.1.2 Disco

Para simplificar, ao invés da componente disco ser composta de duas subcomponentes, adotamos apenas um disco. A razão para isso é adotar uma abordagem conservadora e minimalista. Como no modelo de fontes no infravermelho, consideramos que a densidade de fontes no disco diminui exponencialmente com o raio galactocêntrico e com a distância z ao plano galáctico:

$$n_d(r, z) = n_d(R_0, 0) \exp\left[-\frac{r}{\alpha} - \frac{z}{h}\right] \tag{6.2}$$

onde $n_d(R_0, 0)$ é a densidade de fontes na vizinhança solar, r indica a distância no plano da Galáxia de um ponto qualquer até o centro galáctico, α é a escala de comprimento radial do disco e h é a escala de altura do mesmo.

Comparando as equações 6.2 e 2.2, podemos notar mais duas diferenças com relação à densidade de fontes do disco no infravermelho: nesta aplicação para altas energias, o disco não possui um buraco central e sua escala de altura é constante, não apresentando *flaring*.

Em trabalhos sobre a distribuição, por exemplo, das binárias X, em que foram utilizados dados em raios X, vemos que os objetos com alta massa e os com baixa massa apresentam valores diferentes de escalas de altura de disco (GRIMM et al., 2002). Para simplificar, consideramos que em raios γ todas as classes de objetos incluídos

no disco são caracterizadas pela mesma escala de altura.

6.1.3 Função de luminosidade

A função de luminosidade entra no modelo para o infravermelho através de uma tabela de valores discretos, em que temos a densidade de cada objeto na vizinhança solar e sua magnitude absoluta. Aqui, dado o desconhecimento sobre a natureza das fontes de raios γ e de suas luminosidades típicas, as densidades espaciais são parâmetros livres do modelo. Esses valores são derivados a partir das comparações entre as contagens previstas e as contagens observadas de fontes. De forma alternativa, podemos relacionar as densidades de objetos com as suas luminosidades fazendo uso de uma lei de potência da forma:

$$n = n_0 \left[\frac{L}{L_0} \right]^m , \tag{6.3}$$

com $m < 0$, sendo L_0 uma luminosidade característica e n_0 a densidade de fontes associada a essa luminosidade. A vantagem de usar a lei de potência é que isso diminui o número de parâmetros a serem minimizados e tal tipo de espectro é muito comum no Universo das altas energias. Com a lei de potência, podemos nos concentrar na obtenção das distribuições *a posteriori* da densidade n_0 e do índice m, enquanto pelo primeiro método teríamos que calcular valores de densidades para cada luminosidade típica de classe de objeto. Isto pode ser feito, desde que alguma restrição seja adotada para que as densidades tenham alguma relação entre si considerando faixas de energias contíguas. Uma maneira de impôr numericamente essa restrição ao modelo é forçar, por exemplo, que a derivada segunda (numérica) da função de luminosidade seja nula. Isso garante uma forma suave à função de luminosidade.

6.2 Metodologia

6.2.1 Utilização de catálogos

Os catálogos que contêm as localizações de fontes puntiformes detectadas em raios X ou em raios γ possuem poucas fontes em comparação, por exemplo, com catálogos de fontes detectadas no infravermelho, como vimos que acontece com o 2MASS. O segundo catálogo de fontes obtido a partir de dois anos de observações do telescópio Fermi consiste em 1873 objetos (422 fontes a mais do que as existentes no primeiro catálogo) detectados e caracterizados no intervalo de energia de 100 MeV a 100 GeV, correspondente a cinco bandas. Isto significa que a densidade média de fontes sobre

o céu inteiro é de cerca de 0,045 fontes/grau^2. Claramente, necessitamos de uma abordagem alternativa à contagem de objetos em um cone de 1 grau^2 de área, uma vez que a maioria deles seria vazia.

A abordagem clássica para o problema de estimar densidades a partir de dados esparsos é a utilização da técnica do *kernel* adaptativo (SILVERMAN, 1986).

6.2.1.1 *Kernel* adaptativo

A estimativa de densidade em um determinado ponto t é dada por:

$$f(t) = \sum_{i=1}^{n} \left(\frac{1}{h\lambda_i}\right)^{-d} K\left(\frac{t - x_i}{h\lambda_i}\right), \tag{6.4}$$

sendo n o número de dados que temos, x_i é o valor do $i-$ésimo dado, d é a dimensão do espaço em que estamos, K é a função *kernel* e h é a largura do *kernel*. O parâmetro λ_i é:

$$\lambda_i = \left(\frac{f(x_i)}{g}\right)^{-1/2}, \tag{6.5}$$

onde g é a média geométrica das densidades nos pontos da grade usada. Usamos como função *kernel* a função de Epanechnikov em 2 dimensões (EPANECHNIKOV, 1969):

$$K(t) = \begin{cases} \dfrac{3}{4\sqrt{5}}\left(1 - \dfrac{1}{5}t^2\right), & \text{se } |t| < \sqrt{5} \\ 0, & \text{caso contrário} \end{cases} \tag{6.6}$$

6.2.2 Mapa de densidade obtido a partir do catálogo

Foram investigados valores de h relacionados à resolução angular do telescópio e parâmetros relacionados à distância média entre os pontos da grade. Também foram realizadas tentativas de confecção de mapas de densidade com *kernel* fixo (λ_i é constante) e variável (λ_i é a distância entre um ponto da grade e a fonte pertencente ao catálogo mais próxima).

As Figuras 6.1 e 6.2 apresentam os mapas de densidade obtidos com *kernel* fixo

para 100 MeV (h=3,5) e para a distância característica entre os pontos da grade HEALPix (h=2,07), respectivamente. Por enquanto estamos fazendo uso apenas da banda de 100 a 300 MeV.

Figura 6.1 - Mapa de densidades obtido a partir da aplicação da técnica de *kernel* fixo sobre a distribuição de fontes Fermi, com h sendo a resolução angular do instrumento LAT em 100 MeV. A escala está em unidades de número de fontes por grau^2.

As Figuras 6.3 e 6.4 apresentam os mapas de densidade obtidos com *kernel* adaptativo para 100 MeV (h=3,5) e para a distância característica entre os pontos da grade HEALPix (h=2,07), respectivamente.

Os mapas de densidade em 100 MeV gerados com *kernel* fixo e os gerados com *kernel* adaptativo, como esperado, apresentaram estruturas bem semelhantes, sendo a visualização destas mais nítida no segundo caso.

Na prática, o pequeno número de fontes e a grande concentração delas no plano galáctico nos obriga a adotar uma sistemática distinta em latitude e em longitude. A largura do *kernel* pode ser grande ao longo de l, com valores de 10° a 30° produzindo uma descrição suave da densidade. Já em latitude galáctica, a concentração de fontes nos obriga a utilizar valores pequenos para o *kernel*, tipicamente menores que 1°. As

Figura 6.2 - Mapa de densidades obtido a partir da aplicação da técnica de *kernel* fixo sobre a distribuição de fontes Fermi, com h sendo a distância média entre os pontos da grade. A escala está em unidades de número de fontes por grau^2.

Figuras 6.12 e 6.13 mostram descrições suaves da densidade superficial de fontes ao longo do plano e perpendicularmente a ele.

6.2.2.1 Intervalos de fluxo utilizados

Enquanto no infravermelho era necessário obter o número de objetos até intervalos consecutivos de magnitude para realizar as comparações entre modelo e observações, em altas energias empregamos intervalos consecutivos de fluxo de fótons. Os limites inferiores e superiores de fluxo nas bandas vão ser usados de forma análoga ao uso dos limites inferior e superior em magnitude no visível e infravermelho no programa PINGAS.

O catálogo das fontes pontuais Fermi lista os objetos, suas coordenadas, juntamente com os fluxos em cinco bandas de energia: 100 a 300 MeV, 300 MeV a 1 GeV, 1 a 3 GeV, 3 a 10 GeV, e 10 a 100 GeV. Nas Figuras 6.5, 6.6, 6.7, 6.8 a 6.9 apresentamos histogramas do número de fontes em função do logaritmo do fluxo de fótons em cada banda. Estes histogramas são úteis para estabelecermos o fluxo limite até o qual as fonte Fermi são detectáveis. O tamanho usado de passo nos histogramas foi dado pela fórmula de Scott (SCOTT, 1979):

Figura 6.3 - Mapa de densidades obtido a partir da aplicação da técnica de *kernel* adaptativo sobre a distribuição de fontes Fermi, com h sendo a resolução angular do instrumento LAT em 100 MeV. A escala está em unidades de número de fontes por grau^2.

$$h = \frac{3.5\sigma}{n^{1/3}}, \tag{6.7}$$

onde n é o número de dados e σ é o desvio padrão da amostra.

Figura 6.4 - Mapa de densidades obtido a partir da aplicação da técnica de *kernel* fixo sobre a distribuição de fontes Fermi, com h sendo a distância média entre os pontos da grade. A escala está em unidades de número de fontes por grau^2.

Figura 6.5 - Histograma do número de fontes do segundo catálogo Fermi em função do fluxo de fótons na banda de 100 a 300 MeV.

Figura 6.6 - Histograma do número de fontes do segundo catálogo Fermi em função do fluxo de fótons na banda de 300 MeV a 1 GeV.

Figura 6.7 - Histograma do número de fontes do segundo catálogo Fermi em função do fluxo de fótons na banda de 1 a 3 GeV.

Figura 6.8 - Histograma do número de fontes do segundo catálogo Fermi em função do fluxo de fótons na banda de 3 a 10 GeV.

Figura 6.9 - Histograma do número de fontes do segundo catálogo Fermi em função do fluxo de fótons na banda de 10 a 100 GeV.

6.2.2.2 Luminosidades típicas dos objetos

No catálogo de fontes puntiformes do Fermi-LAT, para cerca de 69,3% dos objetos foram encontradas associações com fontes pertencentes a outros catálogos, e parte deles possui estimativas de distâncias na literatura. Usando a relação entre fluxo e luminosidade, é possível obter estimativas de luminosidades. Calculamos valores entre 10^{35} e 10^{40} fótons/s para a banda de 100 a 300 MeV.

6.2.2.3 Fundo extragaláctico

Para levar em conta o fundo de objetos extragalácticos, calculamos a densidade média de fontes localizadas em $|b| > 30°$. Essa média deve ser somada ao mapa de densidades do modelo e corresponde a (0,037±0,001) fontes/grau^2.

6.2.3 Utilizando o modelo

A partir do modelo modificado para funcionar no regime de altas energias podemos obter as contagens previstas de fontes em direções específicas até limites sucessivos de fluxo. A integração em distância pode alcançar até 30 kpc, a não ser que o critério de parada dado pela contribuição de cada tipo de fonte seja alcançado. Ou seja, se a distância em que ocorre o ponto de máximo das contagens diferenciais já tiver sido alcançada e a razão entre as contagens diferenciais e contagens no máximo tornar-se menor que 10^{-4}, a integração pára.

Os parâmetros livres do modelo para o caso em que a função de luminosidade segue uma lei de potência são a densidade n_0, associada ao valor de luminosidade típica L_0, o índice m da na Equação 6.3, as escalas radial α e de altura h do disco, a escala do esferóide a_H e a razão de densidades do esferóide e da população do disco na vizinhança solar N_{sph}/N_D. O achatamento κ do esferóide foi mantida constante em $\kappa = 0,6$.

6.2.3.1 Estimativas de parâmetros

No processo de exploração do espaço de parâmetros utilizamos o algoritmo *Nested Sampling*, cujo funcionamento foi explicado em detalhes na Seção 4.2.3.

Dado o pequeno número de fontes e a necessidade de tratar a forte concentração no plano galáctico, adotamos a seguinte sistemática para estimar as densidades. Registramos as longitudes galácticas de todos os objetos com $|b| < 0,5°$. 128 fontes são selecionadas sob este critério. Aplicamos o kernel 1-D de largura $\sim 20°$ à

distribuição de longitudes e obtivemos uma representação suave para a densidade. Seu valor médio é de 0,47 fontes/grau^2, com o valor máximo de aproximadamente 1 fonte/grau^2. A distribuição não é exatamente centrada em $l = 0$, uma vez que o efeito de concentrações em uma amostra relativamente pequena pode produzir deslocamentos importantes. Para a distribuição em latitude, utilizamos a seguinte sistemática: a posição em latitude de todas as fontes (independente da longitude) é usada para estimar via *kernel* 1-D as densidades para latitudes $|b| > 10°$. Para $|b| < 10°$, estimamos a densidade em caixas de 1°. Finalmente, a distribuição de densidades em latitude para $l = 0$ é obtida da distribuição nas caixas sujeita à restrição de que seu máximo coincida com o máximo da distribuição em longitude, que é muito bem determinada.

6.2.3.2 Os parâmetros investigados e seus intervalos de valores

Os valores dos limites inferior e superior dos intervalos de parâmetros utilizados nesta parte do trabalho são mostrados na Tabela 6.1.

Tabela 6.1 - Intervalo de valores de parâmetros explorado em raios γ .

Parâmetro	Símbolo	Limite inferior	Limite superior
Escala de comprimento radial do disco (pc)	α	500	4000
Escala de comprimento do esferóide (pc)	a_H	300	3000
Razão de densidade entre esferóide e disco	N_{sph}/N_D	0,001	0,010
Escala de altura do disco (pc)	h	20	300
Densidade associada à luminosidade L_0 (pc^{-3})	n_0	10^{-12}	10^{-6}
Índice da lei de potência da função de luminosidade	m	-2,5	-0,5

6.3 Resultados

6.3.1 Parâmetros

Na Tabela 6.2 podemos ver os valores numéricos finais provenientes da tentativa de restringir os parâmetros através do algoritmo NS quando usamos como função de luminosidade uma lei de potência e quando deixamos que as densidades de cada

classe de objetos variem livremente dentro do intervalo imposto.

Tabela 6.2 - Resultados provenientes do NS para o uso de uma lei de potência para a FL e usando a restrição da diminuição da densidade com o aumento da luminosidade.

Parâmetro	Lei de potência	Densidades restritas
α (pc)	2960	2400
h (pc)	96	99
n_0 (pc^{-3})	7,33 $\times 10^{-7}$	8,50 $\times 10^{-7}$
n_1 (pc^{-3})	-	8,55 $\times 10^{-8}$
n_2 (pc^{-3})	-	1,20 $\times 10^{-12}$
n_3 (pc^{-3})	-	1,93 $\times 10^{-12}$
n_4 (pc^{-3})	-	3,90 $\times 10^{-11}$
a_H (pc)	2940	2940
N_{sph}/N_D	0,0077	0,0009
m	-1,66	-

A função de luminosidade derivada da lei de potência e das densidades livres encontram-se nas Figuras 6.10 e 6.11. Cada uma das luminosidades são características de 5 populações que nós consideramos. A função de luminosidade com dois tipos de fontes da Figura 6.11 é sugestiva e indica que pode ser possível discriminar pelo menos duas populações de fontes de raios γ.

Em Grégoire e Knödlseder (2013), o catálogo Fermi é utilizado para estudar a população de pulsares de milissegundos. Na Figura 3 daquele trabalho, são indicados os intervalos de luminosidades que caracterizam a amostra com 36 objetos, de cerca de 10^{32} a $10^{35} erg/s$. Uma vez que o fluxo para cada fonte é dado em fótons/cm^2/s no catálogo e que as nossas funções de luminosidades também foram obtidas usando essas unidades, encontramos determinações de distâncias para 1/6 dos objetos, o que possibilitou estimar as suas luminosidades de forma mais simples. Assim, as luminosidades para estes estão entre 10^{36} e 10^{38} fótons/s. É interessante notar que as fontes até L $\sim 10^{38}$ fótons/s representam objetos a distâncias menores que o centro galáctico. O conjunto de fontes com L $\sim 10^{40}$ fótons/s estaria associado a fontes mais raras, nas vizinhas do centro galáctico. Portanto, provavelmente essa população esteja incluída dentre as populações que estamos levando em conta.

Figura 6.10 - Função de luminosidade resultante da utilização de uma lei de potência para relacionar as luminosidades das populações e as densidades.

Figura 6.11 - Função de luminosidade resultante da não restrição nas determinações de densidades das populações.

6.3.2 Comparações

Usando 20 linhas de visada distribuídas no plano galáctico, a Figura 6.12 mostra como as contagens de fontes variam com a longitude para $b = 0$ para as duas funções de luminosidades. Através da Figura 6.13 podemos comparar as contagens preditas e observadas no corte em latitude em $l = 0$. Se, por um lado, o modelo conseguiu descrever bem as contagens em latitude, o ajuste em longitude falhou em boa parte do plano, com as contagens teóricas, em geral, subestimadas. A FL em que as densidades não foram restritas mostrou-se mais adequada, principalmente na comparação das contagens no plano galáctico.

Figura 6.12 - Contagens cumulativas de fontes para linhas de visada distribuídas no plano galáctico. Os pontos indicam as contagens observadas. As linha vermelha e verde indicam, respectivamente, as contagens previstas de objetos na banda de 100 a 300 MeV no caso da FL usando lei de potência e no caso da FL com densidades livres.

Figura 6.13 - Contagens cumulativas de fontes para linhas de visada em $l = 0$. Os símbolos indicam o mesmo que na Figura 6.12.

7 Considerações Finais e Perspectivas

Neste trabalho utilizamos os dados 2MASS para testar uma versão modificada do modelo de OL93 nas bandas JHK$_S$, realizando uma exploração do espaço dos principais parâmetros que caracterizam a nossa galáxia. É importante enfatizar que essa foi a primeira abordagem que considerou as contagens observadas no céu inteiro, incluindo o plano galáctico.

O modelo consiste de dois discos com *flaring*, os discos fino e espesso, um disco intermediário composto de estrelas de Carbono, um esferóide, quatro braços espirais e uma barra. Os parâmetros investigados foram as escalas de comprimento radial e de altura dos discos, bem como os raios dos buracos centrais destes; a escala de comprimento a_H, a razão N_{sph}/N_d e o achatamento κ do esferóide; o contraste observado entre os braços espirais e a região interbraços; os semi-eixos e ângulo de inclinação da barra, além do seu contraste com relação aos discos.

Inicialmente uma visão geral do espaço de parâmetros foi obtida através do método de MCMC, seguida da determinação mais precisa dos parâmetros com o algoritmo NS. Adotamos uma grade com 192 pontos gerada pelo esquema HEALPix como ponto de partida para amostrar e fornecer boas estimativas iniciais para α_Y, α_O, z_Y, z_O, N_{sph}/N_D e κ. Devido à distribuição esparsa de pontos dessa grade, resultados aproximados já eram esperados para os parâmetros que afetam mais a região próxima do centro galáctico e o plano, uma vez que aí existem grandes gradientes nas contagens de estrelas. Foram, então, construídas grades mais finas para amostrar melhor as regiões mencionadas. Uma grade de 3072 linhas de visada foi utilizada na obtenção dos resultados finais deste trabalho.

No geral, os nossos resultados apresentaram boa concordância com os valores de α_Y, α_O, z_Y, z_O, N_{sph}/N_D e κ encontrados na literatura. Notamos uma forte anticorrelação entre os raios dos buracos centrais nos discos e as escalas radiais α. O valor que encontramos para a_H descreve o pico nas contagens de objetos próximo do centro galáctico. Essa, muito provavelmente, é a razão da grande diferença entre o nosso resultado e outras determinações do tamanho do esferóide que vemos na literatura. Testamos manter a contribuição mais central do esferóide num valor constante, permitindo que esta variasse somente a partir de um raio de algumas centenas de pc, como forma de tentar reproduzir o pico central nas contagens e simultaneamente descrever as escalas maiores, mas as diferenças relativas entre contagens teóricas e observacionais não diminuíram. Isso indica a necessidade de incluir mais uma componente no modelo, possivelmente com uma contribuição parecida com a do esferóide,

mas passa a ser predominante com outra escala de decaimento na densidade, a partir de uma certa distância ao centro galáctico. Uma situacao análoga, mas com outra escala, é reportada em Sesar et al. (2013), que mostram uma clara transição entre os regimes de lei de potência para a densidade do bojo e do halo em 16 kpc. Uma anticorrelação moderada foi encontrada entre o achatamento do esferóide κ e a constante de normalização N_{sph}/N_D, o que sugere que esses dois parâmetros devem ser sempre otimizados simultaneamente. Uma outra anticorrelação que definitivamente pode ser vista existe entre z_Y e z_O. Cabe ressaltar que essas duas escalas mostraram-se muito bem definidas, mesmo com a utilização da grade mais esparsa.

Aproveitamos também a grade mais fina para examinar o comprimento da barra, suas razões de semi-eixos e o ângulo θ_{bar}. Na literatura não é difícil encontrar determinações para esses parâmetros, inclusive usando o método de contagens de estrelas. No entanto, essas estimativas sempre foram realizadas no contexto de modelos galácticos com cobertura parcial do céu.

O nosso modelo descreve as contagens de estrelas em 80% do céu com uma precisão melhor que 10%. Na área restante, menos de 12 linhas de visada dentre um total de 3072 mostram resíduos absolutos em excesso de 20%.

Com relação às perspectivas, mencionamos aqui as limitações computacionais encontradas durante a exploração do espaço de parâmetros por meio de MCMC e NS. Mesmo usando a grade mais esparsa, com 192 pontos, as rodadas dos métodos de busca podem durar dias até a convergência. Uma tarefa a ser realizada futuramente é a paralelização do código, o que permitiria a utilização de grades mais finas para verificar, por exemplo, como deveria ser a componente adicional que acreditamos ser necessária ou, ainda, se a utilização de duas barras ao invés de uma poderia desempenhar o papel do nosso esferóide atual. Claramente a utilização de grades mais finas propiciariam investigar a presença da assinatura de braços espirais nas contagens.

Evidentemente, a investigação da própria função de luminosidade como conjunto de parâmetros é uma perspectiva interessante para a utilização do presente modelo e de suas ferramentas de otimização. Entre outras aplicações, teria grande utilidade na previsão de contagens usando bandas do SDSS, VISTA e de missões futuras, como Gaia.

Além dos resultados obtidos no infravermelho, utilizamos uma versão simplificada do modelo, em que consideramos apenas um disco e um esferóide, e 5 classes de

objetos para descrever as contagens de fontes pontuais detectadas pelo telescópio Fermi. Os parâmetros livres, nesse caso, foram as escalas de comprimento radial e de altura do disco, a escala do esferóide, a razão de densidades do esferóide e da população do disco na vizinhança solar, e parâmetros relacionados à função de luminosidade. Testamos duas formas de função de luminosidade: uma seguindo uma lei de potência, para a qual os parâmetros livres foram a índice e a densidade de objetos associada a uma luminosidade característica, e a outra usando como restrição que o aumento da luminosidade deveria implicar na diminuição da densidade, para a qual os parâmetros livres foram as densidades de cada uma das 5 classes de objetos.

O espaço de parâmetros foi explorado usando o método de *Nested Sampling* e a função de luminosidade sem restrições resultou no melhor ajuste às observações. Necessita-se de pelo menos duas classes de objetos, a primeira relacionada a uma população de luminosidade da ordem de 10^{36-37} fótons/s, como a dos pulsares de milissegundo, e outra, 3 ordens de grandeza mais luminosa, porém mais rara, cuja contribuição provém de distância de até mais que 8 kpc. As densidades características das fontes de raios γ são da ordem da densidade das estrelas OB ou um pouco maiores. Isso é consistente com a determinação de Yusifov e Küçük (2004), que obtiveram que a densidade de pulsares é da ordem da densidade das estrelas OB na Galáxia.

A escala radial do disco exponencial é consistente com o determinado para o disco jovem a partir das contagens no infravermelho, mas uma característica interessante a respeito dele é a de que todos os modelos bem sucedidos em prever as contagens em longitudes entre 300° e 60° apresentam um excesso para $l > 100°$ e $l < 260°$. A única maneira de evitar esse excesso é introduzir na modelagem alguma espécie de truncamento do disco para distâncias maiores que 9 kpc. Outra característica notável da distribuição de fontes γ na Galáxia é sua escala de altura. Nosso procedimento para determinação da densidade em latitude certamente produz alguma suavização, de forma que as escalas que obtivemos representam um limite *superior* ao real valor. A escala de altura encontrada é consistente com aquela das populações mais jovens da galáxia.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

ABDO, A. A.; COLLABORATION, T. F. Fermi/large area telescope bright gamma-ray source list. **The Astrophysical Journal Supplement**, v. 183, p. 46–66, jul. 2009. 30

ABDO, A. A. et al. Fermi large area telescope first source catalog. **The Astrophysical Journal Supplement**, v. 188, p. 405–436, jun. 2010. 30

AMÔRES, E. B.; LÉPINE, J. R. D. Models for interstellar extinction in the galaxy. **The Astronomical Journal**, v. 130, p. 659–673, ago. 2005. 16, 17

AMÔRES, E. B.; LÉPINE, J. R. D.; MISHUROV, Y. N. The corotation gap in the galactic hi distribution. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 400, p. 1768–1774, dez. 2009. 10

BAHCALL, J. N.; SONEIRA, R. M. The universe at faint magnitudes. I - Models for the galaxy and the predicted star counts. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 44, p. 73–110, set. 1980. 2, 7, 8, 69

BENJAMIN, R. A.; CHURCHWELL, E.; BABLER, B. L.; INDEBETOUW, R.; MEADE, M. R.; WHITNEY, B. A.; WATSON, C.; WOLFIRE, M. G.; WOLFF, M. J.; IGNACE, R.; BANIA, T. M.; BRACKER, S.; CLEMENS, D. P.; CHOMIUK, L.; COHEN, M.; DICKEY, J. M.; JACKSON, J. M.; KOBULNICKY, H. A.; MERCER, E. P.; MATHIS, J. S.; STOLOVY, S. R.; UZPEN, B. First glimpse results on the stellar structure of the galaxy. **The Astrophysical Journal**, v. 630, p. L149–L152, set. 2005. 8, 70, 72

BIENAYME, O.; ROBIN, A. C.; CREZé, M. The mass density in our galaxy. **Astronomy and Astrophysics**, v. 180, p. 94–110, jun. 1987. 45

BILIR, S.; CABRERA-LAVERS, A.; KARAALI, S.; AK, S.; YAZ, E.; LÓPEZ-CORREDOIRA, M. Estimation of galactic model parameters in high latitudes with sdss. **Publications of the Astronomical Society of Australia**, v. 25, p. 69–84, 2008. 65

BINNEY, J.; GERHARD, O. E.; STARK, A. A.; BALLY, J.; UCHIDA, K. I. Understanding the kinematics of galactic centre gas. **Monthly Notices of Royal Astronomical Society**, v. 252, p. 210–218, set. 1991. 8

BINNEY, J.; MERRIFIELD, M. **Galactic Astronomy**. [S.l.: s.n.], 1998. 7

BISSANTZ, N.; GERHARD, O. Spiral arms, bar shape and bulge microlensing in the milky way. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 330, p. 591–608, mar. 2002. 70

BLITZ, L.; SPERGEL, D. N. Direct evidence for a bar at the galactic center. **Astrophysical Journal**, v. 379, p. 631–638, out. 1991. 8

BOCHANSKI, J. J.; HAWLEY, S. L.; COVEY, K. R.; WEST, A. A.; REID, I. N.; GOLIMOWSKI, D. A.; IVEZIĆ, Ž. The luminosity and mass functions of low-mass stars in the galactic disk. ii. the field. **The Astronomical Journal**, v. 139, p. 2679–2699, jun. 2010. 17, 19

BOHLIN, R. C.; SAVAGE, B. D.; DRAKE, J. F. A survey of interstellar h i from l-alpha absorption measurements. ii. **Astrophysical Journal**, v. 224, p. 132–142, ago. 1978. 16, 50

BUSER, R.; RONG, J.; KARAALI, S. The new basel high-latitude field star survey of the galaxy. ii. the thick disk component: density structure, luminosity function, and metallicity distribution. **Astronomy and Astrophysics**, v. 348, p. 98–112, ago. 1999. 50, 67, 69

CABRERA-LAVERS, A.; BILIR, S.; AK, S.; YAZ, E.; LÓPEZ-CORREDOIRA, M. Estimation of galactic model parameters in high latitudes with 2mass. **Astronomy and Astrophysics**, v. 464, p. 565–571, mar. 2007. 65

CABRERA-LAVERS, A.; GONZÁLEZ-FERNÁNDEZ, C.; GARZÓN, F.; HAMMERSLEY, P. L.; LÓPEZ-CORREDOIRA, M. The long galactic bar as seen by ukidss galactic plane survey. **Astronomy and Astrophysics**, v. 491, p. 781–787, dez. 2008. 14, 70

CAO, L.; MAO, S.; NATAF, D.; RATTENBURY, N. J.; GOULD, A. A new photometric model of the galactic bar using red clump giants. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 434, p. 595–605, set. 2013. 70

CAROLLO, D.; AL. et. Two stellar components in the halo of the milky way. **Nature**, v. 450, p. 1020–1025, dez. 2007. 72

CHANG, C.-K.; KO, C.-M.; PENG, T.-H. The information of the milky way from two micron all sky survey whole sky star count: The luminosity function. **The Astrophysical Journal**, v. 724, p. 182–188, nov. 2010. 69, 78

_____. Information on the milky way from the two micron all sky survey whole sky star count: The structure parameters. **Astrophysical Journal**, v. 740, p. 34, out. 2011. xv, 2, 7, 9, 50, 67, 71, 78, 82, 83

CHEN, B.; AL. et. Stellar population studies with the sdss. i. the vertical distribution of stars in the milky way. **Astrophysical Journal**, v. 553, p. 184–197, maio 2001. 70

CHESTER, T. Survey level 1 requirements. jun. 1997. Acesso em: 14/03/2012. 27

CHURCHWELL, E.; BABLER, B. L.; MEADE, M. R.; WHITNEY, B. A.; BENJAMIN, R.; INDEBETOUW, R.; CYGANOWSKI, C.; ROBITAILLE, T. P.; POVICH, M.; WATSON, C.; BRACKER, S. The spitzer/glimpse surveys: A new view of the milky way. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 121, p. 213–230, mar. 2009. xiii, 12, 13

COHEN, R. J.; FEW, R. W. Observations of oh in the galactic centre. **Monthly Notices of Royal Astronomical Society**, v. 176, p. 495–524, set. 1976. 8

CUTRI, R.; MARSH, K. **2MASS data processing**. mar. 2003. 29

DAME, T. M.; HARTMANN, D.; THADDEUS, P. The milky way in molecular clouds: A new complete co survey. **The Astrophysical Journal**, v. 547, p. 792–813, fev. 2001. 12

DIETERICH, S. B.; HENRY, T. J.; GOLIMOWSKI, D. A.; KRIST, J. E.; TANNER, A. M. The solar neighborhood xxviii: The multiplicity fraction of nearby stars from 5 to 70 au and the brown dwarf desert around m dwarfs. **The Astronomical Journal**, jun. 2012. 25

DRIMMEL, R.; SPERGEL, D. N. Three-dimensional structure of the milky way disk: The distribution of stars and dust beyond 0.35 r_{solar}. **The Astrophysical Journal**, v. 556, p. 181–202, jul. 2001. 11, 13, 70, 72

DWEK, E.; ARENDT, R. G.; HAUSER, M. G.; KELSALL, T.; LISSE, C. M.; MOSELEY, S. H.; SILVERBERG, R. F.; SODROSKI, T. J.; WEILAND, J. L. Morphology, near-infrared luminosity, and mass of the galactic bulge from cobe dirbe observations. **Astrophysical Journal**, v. 445, p. 716–730, jun. 1995. 70

ELMEGREEN, B. G.; ELMEGREEN, D. M. Properties of barred spiral galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 288, p. 438–455, jan. 1985. 14

ENGLMAIER, P.; GERHARD, O. Gas dynamics and large-scale morphology of the milky way galaxy. **Monthly Notices of Royal Astronomical Society**, v. 304, p. 512–534, abr. 1999. 8

EPANECHNIKOV, V. A. Nonparametric estimation of a multidimensional probability density. **Theory of Probability and its Applications**, v. 14, p. 153–158, 1969. 88

FEAST, M. The local solar motion and the scalelength of the galactic disc. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 313, p. 596–598, abr. 2000. 50, 67, 68

FRANCIS, C.; ANDERSON, E. Evidence of a bisymmetric spiral in the milky way. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 422, p. 1283–1293, maio 2012. 78

FREEMAN, K. C. On the disks of spiral and so galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 160, p. 811, jun. 1970. 68

FREUDENREICH, H. T. A cobe model of the galactic bar and disk. **Astrophysical Journal**, v. 492, p. 495, jan. 1998. 50, 68, 69, 70

FREUDENREICH, H. T.; AL. et. Dirbe evidence for a warp in the interstellar dust layer and stellar disk of the galaxy. **The Astrophysical Journal**, v. 429, p. L69–L72, jul. 1994. 11

FUX, R. 3d self-consistent n-body barred models of the milky way. ii. gas dynamics. **Astronomy and Astrophysics**, v. 345, p. 787–812, maio 1999. 8

FUX, R.; MARTINET, L. The disc scale length of the galaxy. **Astronomy and Astrophysics**, v. 287, p. L21–L24, jul. 1994. 50, 68

GEORGELIN, Y. M.; GEORGELIN, Y. P. The spiral structure of our galaxy determined from h ii regions. **Astronomy and Astrophysics**, v. 49, p. 57–79, maio 1976. 12

GILKS, W.; RICHARDSON, S.; SPIEGELHALTER, D. **Markov Chain Monte Carlo in Practice**. [S.l.: s.n.], 1995. 42

GILMORE, G. New light on faint stars. vi - structure and evolution of the galactic spheroid. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 207, p. 223–240, mar. 1984. 69

GILMORE, G.; REID, N. New light on faint stars. iii - galactic structure towards the south pole and the galactic thick disc. **Monthly Notices of Royal Astronomical Society**, v. 202, p. 1025–1047, mar. 1983. 8

GIRARDI, L.; GROENEWEGEN, M. A. T.; HATZIMINAOGLOU, E.; COSTA, L. da. Star counts in the galaxy. simulating from very deep to very shallow photometric surveys with the trilegal code. **Astronomy and Astrophysics**, v. 436, p. 895–915, jun. 2005. 2, 7, 9, 70

GONZALEZ, O. A.; REJKUBA, M.; MINNITI, D.; ZOCCALI, M.; VALENTI, E.; SAITO, R. K. The inner galactic bar traced by the vvv survey. **Astronomy and Astrophysics**, v. 534, p. L14, out. 2011. 14, 15, 70

GÓRSKI, K. M.; HIVON, E.; BANDAY, A. J.; WANDELT, B. D.; HANSEN, F. K.; REINECKE, M.; BARTELMANN, M. Healpix: A framework for high-resolution discretization and fast analysis of data distributed on the sphere. **The Astrophysical Journal**, v. 622, p. 759–771, abr. 2005. 33, 34

GRÉGOIRE, T.; KNÖDLSEDER, J. Constraining the galactic millisecond pulsar population using fermi large area telescope. **ArXiv e-prints**, maio 2013. 97

GRIMM, H.-J.; GILFANOV, M.; SUNYAEV, R. The milky way in x-rays for an outside observer. log(n)-log(s) and luminosity function of x-ray binaries from rxte/asm data. **Astronomy and Astrophysics**, v. 391, p. 923–944, set. 2002. 86

GROSBØL, P.; PATSIS, P. A.; POMPEI, E. Spiral galaxies observed in the near-infrared k band. i. data analysis and structural parameters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 423, p. 849–859, set. 2004. 70, 72

GUGLIELMO, F. **Publications de L'Observatoire de Paris**, 1990. 69

HAN, C.; GOULD, A. Statistics of microlensing optical depth. **Astrophysical Journal**, v. 449, p. 521, ago. 1995. 8

HERNQUIST, L. An analytical model for spherical galaxies and bulges. **Astrophysical Journal**, v. 356, p. 359–364, jun. 1990. 11

HOU, L. G.; HAN, J. L.; SHI, W. B. The spiral structure of our milky way galaxy. **Astronomy and Astrophysics**, v. 499, p. 473–482, maio 2009. 8

JURIĆ, M.; IVEZIĆ, Ž.; BROOKS, A.; LUPTON, R. H.; SCHLEGEL, D.; FINKBEINER, D.; PADMANABHAN, N.; BOND, N.; SESAR, B.; ROCKOSI,

C. M.; KNAPP, G. R.; GUNN, J. E.; SUMI, T.; SCHNEIDER, D. P.; BARENTINE, J. C.; BREWINGTON, H. J.; BRINKMANN, J.; FUKUGITA, M.; HARVANEK, M.; KLEINMAN, S. J.; KRZESINSKI, J.; LONG, D.; NEILSEN JR., E. H.; NITTA, A.; SNEDDEN, S. A.; YORK, D. G. The milky way tomography with sdss. i. stellar number density distribution. **Astrophysical Journal**, v. 673, p. 864–914, fev. 2008. 2, 7, 9, 67, 68, 69, 70, 71

KAPTEYN, J. C. Remarks on the determination of the number and mean parallax of stars of different magnitude and the absorption of light in space. **Astronomical Journal**, v. 24, p. 115–122, ago. 1904. 1

KAPTEYN, J. C.; RHIJN, P. J. van. On the distribution of the stars in space especially in the high galactic latitudes. **Astrophysical Journal**, v. 52, p. 23, jul. 1920. 1

LARSEN, J. A.; HUMPHREYS, R. M. Fitting a galactic model to an all-sky survey. **Astronomical Journal**, v. 125, p. 1958–1979, abr. 2003. 67, 68, 69, 71, 72

LÉPINE, J. R. D.; LEROY, P. A new model for the infrared brightness of the galaxy. **Monthly Notices of Royal Astronomical Society**, v. 313, p. 263–270, abr. 2000. 10, 14, 68, 69, 70

LÉPINE, J. R. D.; ROMAN-LOPES, A.; ABRAHAM, Z.; JUNQUEIRA, T. C.; MISHUROV, Y. N. The spiral structure of the galaxy revealed by cs sources and evidence for the 4:1 resonance. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 414, p. 1607–1616, jun. 2011. 12, 14

LEVINE, E. S.; BLITZ, L.; HEILES, C. The spiral structure of the outer milky way in hydrogen. **Science**, v. 312, p. 1773–1777, jun. 2006. 8

LISZT, H. S.; BURTON, W. B. The gas distribution in the central region of the galaxy. iii - a barlike model of the inner-galaxy gas based on improved h i data. **Astrophysical Journal**, v. 236, p. 779–797, mar. 1980. 8

LIU, C.; XUE, X.; FANG, M.; VEN, G. van de; WU, Y.; SMITH, M. C.; CARRELL, K. A resonant feature near the perseus arm revealed by red clump stars. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 753, p. L24, jul. 2012. 70, 72

LÓPEZ-CORREDOIRA, M.; CABRERA-LAVERS, A.; GARZÓN, F.; HAMMERSLEY, P. L. Old stellar galactic disc in near-plane regions according to 2mass: Scales, cut-off, flare and warp. **Astronomy and Astrophysics**, v. 394, p. 883–899, nov. 2002. 11, 67, 68, 69, 71

LÓPEZ-CORREDOIRA, M.; CABRERA-LAVERS, A.; GERHARD, O. E. A boxy bulge in the milky way. inversion of the stellar statistics equation with 2mass data. **Astronomy and Astrophysics**, v. 439, p. 107–110, ago. 2005. 70

LÓPEZ-CORREDOIRA, M.; CABRERA-LAVERS, A.; GERHARD, O. E.; GARZÓN, F. Evidence for a deficit of young and old stars in the milky way inner in-plane disc. **Astronomy and Astrophysics**, v. 421, p. 953–967, jul. 2004. 68, 69

LÓPEZ-CORREDOIRA, M.; CABRERA-LAVERS, A.; MAHONEY, T. J.; HAMMERSLEY, P. L.; GARZÓN, F.; GONZÁLEZ-FERNÁNDEZ, C. The long bar in the milky way: Corroboration of an old hypothesis. **The Astronomical Journal**, v. 133, p. 154–161, jan. 2007. 70

LÓPEZ-CORREDOIRA, M.; HAMMERSLEY, P. L.; GARZÓN, F.; SIMONNEAU, E.; MAHONEY, T. J. Inversion of stellar statistics equation for the galactic bulge. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 313, p. 392–410, abr. 2000. 70, 72

MACKAY, J. Nested sampling explanatory illustrations by david mackay. 2012. 49

MALKIN, Z. M. Analysis of determinations of the distance between the sun and the galactic center. **Astronomy Reports**, v. 57, p. 128–133, fev. 2013. 11

MCCLURE-GRIFFITHS, N. M.; DICKEY, J. M.; GAENSLER, B. M.; GREEN, A. J. A distant extended spiral arm in the fourth quadrant of the milky way. **The Astrophysical Journal**, v. 607, p. L127–L130, jun. 2004. 13

MORRIS, M. R.; MEYER, L.; GHEZ, A. M. Galactic center research: manifestations of the central black hole. **Research in Astronomy and Astrophysics**, v. 12, p. 995–1020, ago. 2012. 11

MURRAY, C. A.; PENSTON, M. J.; BINNEY, J. J.; HOUK, N. The luminosity function of main sequence stars within 80 parsecs. In: BONNET E. HØG, P. L. B. L. E. A. B. C. T. J. K. L. L. H. H. M. B. B. S. D. H. M. A. C. P. . L. W. R. M. (Ed.). **Hipparcos - Venice '97**. [S.l.: s.n.], 1997. (ESA Special Publication, v. 402), p. 485–488. 18, 19

NAKADA, Y.; ONAKA, T.; YAMAMURA, I.; DEGUCHI, S.; HASHIMOTO, O.; IZUMIURA, H.; SEKIGUCHI, K. Is the bulge of our galaxy triaxial? **Nature**, v. 353, p. 140, set. 1991. 8

NASA. The multiwavelength milky way. 2013. 3

NATAF, D. M.; GOULD, A.; FOUQUÉ, P.; GONZALEZ, O. A.; JOHNSON, J. A.; SKOWRON, J.; UDALSKI, A.; SZYMAŃSKI, M. K.; KUBIAK, M.; PIETRZYŃSKI, G.; SOSZYŃSKI, I.; ULACZYK, K.; WYRZYKOWSKI, Ł.; POLESKI, R. Reddening and extinction toward the galactic bulge from ogle-iii: The inner milky way's r_V ˜ 2.5 extinction curve. **The Astrophysical Journal**, v. 769, p. 88, jun. 2013. 14, 70

NELDER, J. A.; MEAD, R. **Computer Journal**, v. 7, p. 308, 1965. 42

NISHIYAMA, S.; NAGATA, T.; BABA, D.; HABA, Y.; AL. et. A distinct structure inside the galactic bar. **The Astrophysical Journal,**, v. 621, p. L105–L108, mar. 2005. 15

NOLAN, P. L.; ABDO, A. A.; ACKERMANN, M.; AJELLO, M.; ALLAFORT, A.; ANTOLINI, E.; ATWOOD, W. B.; AXELSSON, M.; BALDINI, L.; BALLET, J.; AL. et. Fermi large area telescope second source catalog. **The Astrophysical Journal Supplement**, v. 199, p. 31, abr. 2012. 4, 30, 31, 32

OJHA, D. K. Radial scalelengths of the galactic thin and thick disc with 2mass data. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 322, p. 426–432, abr. 2001. 50, 67, 68, 69

OMONT, A.; GILMORE, G. F.; ALARD, C.; AL. et. Isogal: A deep survey of the obscured inner milky way with iso at 7 mu m and 15 mu m and with denis in the near-infrared. **Astronomy and Astrophysics**, v. 403, p. 975–992, jun. 2003. 33

ORTIZ, R.; LéPINE, J. R. D. A model of the galaxy for predicting star counts in the infrared. **Astronomy and Astrophysics**, v. 279, p. 90–106, nov. 1993. ix, xi, 2, 4, 7, 8, 9, 16, 19

PALADINI, R.; DAVIES, R. D.; ZOTTI, G. D. Spatial distribution of galactic hii regions. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 347, p. 237–245, jan. 2004. 14

PARADIS, D.; DOBASHI, K.; SHIMOIKURA, T.; KAWAMURA, A.; ONISHI, T.; FUKUI, Y.; BERNARD, J.-P. Dark gas in the solar neighnorhood from extinction data. **Astronomy and Astrophysics**, maio 2012. 50

PETERS III, W. L. Models for the inner regions of the galaxy. i. **Astrophysical Journal**, v. 195, p. 617–629, fev. 1975. 8

PICAUD, S.; ROBIN, A. C. 3d outer bulge structure from near infrared star counts. **Astronomy and Astrophysics**, v. 428, p. 891–903, dez. 2004. 68, 69

PORCEL, C.; GARZON, F.; JIMENEZ-VICENTE, J.; BATTANER, E. The radial scale length of the milky way. **Astronomy and Astrophysics**, v. 330, p. 136–138, fev. 1998. 50, 68

QUILLEN, A. C. Prospecting for spiral structure in the flocculent outer milky way disk with color-magnitude star counts from the two micron all sky survey. **The Astronomical Journal**, v. 124, p. 924–930, ago. 2002. 12, 72

REID, I. N.; GIZIS, J. E. Low-mass binaries and the stellar luminosity function. **The Astronomical Journal**, v. 113, p. 2246, jun. 1997. 17, 19

REID, M. J. Maser astrometry: from galactic structure to local group cosmology. In: BOOTH, R. S.; VLEMMINGS, W. H. T.; HUMPHREYS, E. M. L. (Ed.). **IAU Symposium**. [S.l.: s.n.], 2012. (IAU Symposium, v. 287), p. 359–367. 11

_____. Galactic structure from trigonometric parallaxes of star-forming regions. In: GRIJS, R. de (Ed.). **IAU Symposium**. [S.l.: s.n.], 2013. (IAU Symposium, v. 289), p. 188–193. 11

REID, N.; MAJEWSKI, S. R. Star counts redivivus. I - A new look at the galaxy at faint magnitudes. **Astrophysical Journal**, v. 409, p. 635–662, jun. 1993. 50, 69, 71

REYLÉ, C.; MARSHALL, D. J.; ROBIN, A. C.; SCHULTHEIS, M. The milky way's external disc constrained by 2mass star counts. **Astronomy and Astrophysics**, v. 495, p. 819–826, mar. 2009. 11, 67, 69, 78

ROBIN, A.; CREZé, M. Stellar populations in the milky way - a synthetic model. **Astronomy and Astrophysics**, v. 157, p. 71–90, mar. 1986. 2, 7, 8, 76

ROBIN, A. C.; HAYWOOD, M.; CREZé, M.; OJHA, D. K.; BIENAYME, O. The thick disc of the galaxy: sequel of a merging event. **Astronomy and Astrophysics**, v. 305, p. 125, jan. 1996. 45, 50, 67, 69, 70, 71

ROBIN, A. C.; MARSHALL, D. J.; SCHULTHEIS, M.; REYLÉ, C. Stellar populations in the milky way bulge region: towards solving the galactic bulge and bar shapes using 2mass data. **Astronomy and Astrophysics**, v. 538, p. A106, fev. 2012. 70

ROBIN, A. C.; REYLÉ, C.; CRÉZÉ, M. Early galaxy evolution from deep wide field star counts. i. the spheroid density law and mass function. **Astronomy and Astrophysics**, v. 359, p. 103–112, jul. 2000. 70

ROBIN, A. C.; REYLÉ, C.; DERRIÈRE, S.; PICAUD, S. A synthetic view on structure and evolution of the milky way. **Astronomy and Astrophysics**, v. 409, p. 523–540, out. 2003. 76

RUELAS-MAYORGA, R. A. Distribution and studies of the infrared stellar population in the galaxy. i. the model. **Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica**, v. 22, p. 27–41, abr. 1991. 69

RUSSEIL, D. Star-forming complexes and the spiral structure of our galaxy. **Astronomy and Astrophysics**, v. 397, p. 133–146, jan. 2003. 8

SCOTT, D. On optimal and data-based histograms. **Biometrika**, v. 66, p. 605–610, 1979. 90

SEELIGER, H. Betrachtungen uber die raumliche vertheilung der fixsterne. **Abhandlungen Math.-Phys. Classe Koniglich Bayerischen Akad. Wiss.**, v. 19, p. 565–629, 1898. 1

SESAR, B.; IVEZIĆ, Ž.; STUART, J. S.; MORGAN, D. M.; BECKER, A. C.; SHARMA, S.; PALAVERSA, L.; JURIĆ, M.; WOZNIAK, P.; OLUSEYI, H. Exploring the variable sky with linear. ii. halo structure and substructure traced by rr lyrae stars to 30 kpc. **ArXiv e-prints**, maio 2013. 104

SIEGEL, M. H.; MAJEWSKI, S. R.; REID, I. N.; THOMPSON, I. B. Star counts redivivus. iv. density laws through photometric parallaxes. **The Astrophysical Journal**, v. 578, p. 151–175, out. 2002. 65

SILVERMAN, B. W. **Density estimation for statistics and data analysis**. [S.l.: s.n.], 1986. 88

SIVIA, D.; SKILLING, J. **Data Analysis: a Bayesian tutorial**. [S.l.: s.n.], 2006. 44

SKILLING, J. Nested sampling. In: FISCHER, R. P. . U. v. T. R. (Ed.). **Bayesian Inference and Maximum Entropy Methods in Science and Engineering: 24th International Workshop on Bayesian Inference and Maximum Entropy Methods in Science and Engineering**. [S.l.: s.n.], 2004. (AIP Conference Proceedings, v. 735), p. 395. 47

SKRUTSKIE, M. F.; CUTRI, R. M.; STIENING, R.; WEINBERG, M. D.; AL. et. The two micron all sky survey (2mass). **The Astronomical Journal**, v. 131, p. 1163–1183, fev. 2006. 27

SOFUE, Y.; HONMA, M.; OMODAKA, T. Unified rotation curve of the galaxy – decomposition into de vaucouleurs bulge, disk, dark halo, and the 9-kpc rotation dip –. **Publications of the Astronomical Society of Japan**, v. 61, p. 227–, fev. 2009. 10

STANEK, K. Z.; MATEO, M.; UDALSKI, A.; SZYMANSKI, M.; KALUZNY, J.; KUBIAK, M. Color-magnitude diagram distribution of the bulge red clump stars: Evidence for the galactic bar. **The Astrophysical Journal**, v. 429, p. L73–L76, jul. 1994. 15

STANEK, K. Z.; UDALSKI, A.; SZYMANSKI, M.; KALUZNY, J.; KUBIAK, M.; MATEO, M.; KRZEMINSKI, W. Modeling the galactic bar using red clump giants. **Astrophysical Journal**, v. 477, p. 163, mar. 1997. 8, 70

TRUMPLER, R. J. Absorption of light in the galactic system. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 42, p. 214, ago. 1930. 1

UDALSKI, A.; SZYMANSKI, M.; STANEK, K. Z.; KALUZNY, J.; KUBIAK, M.; MATEO, M.; KRZEMINSKI, W.; PACZYNSKI, B.; VENKAT, R. The optical gravitational lensing experiment. the optical depth to gravitational microlensing in the direction of the galactic bulge. **Acta Astronomica**, v. 44, p. 165–189, abr. 1994. 8

VALLEE, J. P. The milky way's spiral arms traced by magnetic fields, dust, gas, and stars. **Astrophysical Journal**, v. 454, p. 119, nov. 1995. 12

VALLÉE, J. P. Metastudy of the spiral structure of our home galaxy. **Astrophysical Journal**, v. 566, p. 261–266, fev. 2002. 12

_____. The spiral arms and interarm separation of the milky way: An updated statistical study. **The Astronomical Journal**, v. 130, p. 569–575, ago. 2005. 12

_____. New velocimetry and revised cartography of the spiral arms in the milky way - a consistent symbiosis. **The Astronomical Journal**, v. 135, p. 1301–1310, abr. 2008. 8

VANHOLLEBEKE, E.; GROENEWEGEN, M. A. T.; GIRARDI, L. Stellar populations in the galactic bulge. modelling the galactic bulge with trilegal. **Astronomy and Astrophysics**, v. 498, p. 95–107, abr. 2009. 70

WAINSCOAT, R. J.; COHEN, M.; VOLK, K.; WALKER, H. J.; SCHWARTZ, D. E. A model of the 8-25 micron point source infrared sky. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 83, p. 111–146, nov. 1992. 2, 7, 8, 9, 17, 19

WANG, Y.; ZHAO, H.; MAO, S.; RICH, R. M. A new model for the milky way bar. **ArXiv e-prints**, set. 2012. 70

WEILAND, J. L.; ARENDT, R. G.; BERRIMAN, G. B.; DWEK, E.; FREUDENREICH, H. T.; HAUSER, M. G.; KELSALL, T.; LISSE, C. M.; MITRA, M.; MOSELEY, S. H.; ODEGARD, N. P.; SILVERBERG, R. F.; SODROSKI, T. J.; SPIESMAN, W. J.; STEMWEDEL, S. W. Cobe diffuse infrared background experiment observations of the galactic bulge. **Astrophysical Journal**, v. 425, p. L81–L84, abr. 1994. 8

XU, Y.; REID, M. J.; ZHENG, X. W.; MENTEN, K. M. The distance to the perseus spiral arm in the milky way. **Science**, v. 311, p. 54–57, jan. 2006. 12

YUSIFOV, I.; KÜÇÜK, I. Galactic distribution and the luminosity function of pulsars. In: Uyaniker, B.; Reich, W.; Wielebinski, R. (Ed.). **The Magnetized Interstellar Medium**. [S.l.: s.n.], 2004. p. 159–164. 105

ZHAO, H.; SPERGEL, D. N.; RICH, R. M. Microlensing by the galactic bar. **Astrophysical Journal**, v. 440, p. L13–L16, fev. 1995. 8

ZHU, Z.; SHEN, M. Galactocentric distance of the sun derived from kinematic data. In: GRIJS, R. de (Ed.). **IAU Symposium**. [S.l.: s.n.], 2013. (IAU Symposium, v. 289), p. 444–447. 11