

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO DE JANEIRO  
Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza  
Observatório do Valongo



# **Cartografia espectrofotométrica de Triangulum-Andromeda**

Hélio Dotto Perottoni

Orientador: Helio Jaques Rocha-Pinto

Rio de Janeiro, Brasil

Agosto de 2014

HÉLIO DOTTO PEROTTONI

CARTOGRAFIA ESPECTROFOTOMÉTRICA DE  
TRIANGULUM-ANDROMEDA

*Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Astronomia, Observatório do Valongo, Universidade Federal do Rio de Janeiro, como requisito necessário à obtenção do título de mestre em Astronomia.*

**Orientador:** Helio Jaques Rocha-Pinto

2014

Para meus pais.

## AGRADECIMENTOS

Aos colegas Valonguianos, quero agradecer pela assistência prestada em diversas ocasiões e pelos momentos de descontração. Em especial agradeço ao Diogo, Bruno, Edgar, João e Matheus.

Aos meus irmãos de sangue (ou não), Anderson, Andreia, Carlos, Fagner R., Fernanda A., Fernanda S. W., Fernanda P. (quantas Fernandas na minha vida), Giuliano, Glediston, Luan, Rafael, Vinicius e William pelo carinho e amizade independente de tempo e distância. Sinto saudade de vocês, mesmo dos menos distantes.

Aos meus colegas de casa Diogo ou Hata, Diogo Souto e Mário N. De Prá, por tornar a nossa casa um albergue, pela ajuda em programação e pela diversidade de experiências. Nossa casa se tornou um lugar do qual sempre terei muito carinho de lembrar. Ah, Gabriela — membro não permanente —, se incluía aí.

Ao meu avô Hélio por passar aos seus filhos o gosto de olhar para o céu, os quais me introduziram, junto da sua companhia, nas noites escuras de pescaria, a esse lugar imenso em espaço, dúvidas e beleza.

Gostaria de agradecer a Isabela - ela é introvertida, inteligente, bela e uma das pessoas mais interessantes que já tive prazer em conhecer - pelo carinho, apoio, “puxões de orelha”, e por ser extremamente compreensível quanto minha ausência nos últimos meses.

Gostaria de agradecer ao meu orientador Helio Jaques Rocha-Pinto, pela confiança em meu trabalho, paciência, atenção a minha saúde e estado psicológico. Sem dúvidas tem sido um orientador melhor do que poderia imaginar ou desejar. Uma pessoa gentil, compreensível, justa e extremamente criativa. É uma honra ter desenvolvido este trabalho com ele.

Por último, gostaria de demonstrar o mais profundo amor e gratidão a meus pais, Glaveston e Magda, pela melhor infância possível e por seu amor e apoio através dos anos. Sempre me motivaram, apoiaram e financiaram minhas próprias escolhas, certas ou erradas, mesmo que isso privasse eles de muitas coisas. Não imagino pessoas melhores para chamar de pai e mãe. Eu amo vocês e agradeço por tudo.

Agradeço à CAPES pelo financiamento e fomento à pesquisa.

Esta pesquisa foi possível graças ao apoio do Laboratório Interinstitucional de

e-Astronomia (Linea), operado em conjunto com a Rede Nacional de Ensino e Pesquisa (RNP), Laboratório Nacional de Computação Científica (LNCC) e Observatório Nacional (ON) e financiado pelo Ministério da Ciência e Tecnologia (MCT).

O financiamento para o SDSS-III foi fornecido pela Alfred P. Sloan Foundation, instituições participantes, National Science Foundation e U.S. Department of Energy Office of Science. O site do SDSS-III é <http://www.sdss3.org/>.

SDSS-III é gerenciado pelo Astrophysical Research Consortium e por instituições participantes da colaboração SDSS-III incluindo a University of Arizona, o Brazilian Participation Group, Brookhaven National Laboratory, Carnegie Mellon University, University of Florida, o French Participation Group, o German Participation Group, Harvard University, o Instituto de Astrofísica de Canarias, o Michigan State/Notre Dame/JINA Participation Group, Johns Hopkins University, Lawrence Berkeley National Laboratory, Max Planck Institute for Astrophysics, Max Planck Institute for Extraterrestrial Physics, New Mexico State University, New York University, Ohio State University, Pennsylvania State University, University of Portsmouth, Princeton University, the Spanish Participation Group, University of Tokyo, University of Utah, Vanderbilt University, University of Virginia, University of Washington, e Yale University.

# Cartografia espectrofotométrica de Triangulum-Andromeda

## Resumo

Devido aos grandes levantamentos espectrofotométricos dos últimos anos (e.g., 2MASS, RAVE, SDSS), diversas sobredensidades estelares têm sido encontradas. Uma destas é a subestrutura do halo galáctico Triangulum-Andromeda (TriAnd), que Rocha-Pinto et al. (2004) e Majewski et al. (2004) descobriram utilizando estrelas gigantes M presentes no *Two Micron All-Sky Survey* (2MASS). Estas sobredensidades contrariam a hipótese clássica do halo ser um sistema estelar homogêneo, apontando para uma provável origem extragaláctica como destroços mareais de galáxias satélites.

TriAnd é uma difusa subestrutura tipo-nuvem e devido a sua densidade irregular, não pode ser bem mapeada por Rocha-Pinto et al. A fim de obter uma melhor compreensão sobre sua origem, cartografamos TriAnd e demais subestruturas localizadas entre 18 e 28 kpc, utilizando dados espectrofotométricos do SDSS DR9 e comparando as observações com simulações do modelo tridimensional da galáxia (TRILEGAL; Girardi et al 2005). A análise dos dados foi realizada com técnicas que tornam mais eficiente a detecção e estudo da natureza destas sobredensidades. Isto possibilitou mapear com melhor resolução espacial TriAnd e identificar 3 novas sobredensidades que podem ter diferente origem extragaláctica. Além disso, a análise de dados espectrocópicos permitiu estimar as propriedades quimiocinemáticas de TriAnd.

Palavras-chave: Galáxia: evolução — Galáxia: halo — Galáxia: estrutura

# Spectrophotometric cartography of the Triangulum-Andromeda

## Abstract

The last decade has brought the first data releases of some large astronomical surveys (e.g., 2MASS, RAVE, SDSS), which allowed the discovery of several stellar overdensities in the Galactic halo. One of these overdensities is Triangulum-Andromeda (TriAnd), which was found by Rocha-Pinto et al. (2004) and Majewski et al. (2004) using a sample of M giants candidates from the 2MASS. The existence of such overdensities argues against the canonical homogeneous stellar halo coming from the classical ELS model for the formation of the Galaxy: they point to a halo partially formed by tidal debris from former satellites galaxies of the Milky Way.

TriAnd is a very diffuse cloud-like substructure and due to its patchy density, the structure could not be well mapped by Rocha-Pinto et al. In order to gain a better understanding about the origin of this structure, we are mapping it and other substructures located between 18 and 28 kpc, using photometric data from the SDSS DR9 and comparing the observations with simulations from the TRIdimensional modeL of thE GALaxy (TRILEGAL; Girardi et al. 2005). Data analysis was carried out using techniques that make more efficient the detection and study of the nature of these overdensities. This allowed the mapping with better resolution TriAnd and identifying three new overdensities that may have different extragalactic origins. Furthermore, the analysis of the spectroscopic data allowed us to estimate the chemokinematics properties of TriAnd.

Key-words: Galaxy: evolution — Galaxy: halo — Galaxy: structure

# Lista de figuras

1.1	Estrutura da Galáxia, segundo Herschel . . . . .	3
1.2	Distribuição espacial de aglomerados globulares na Galáxia, segundo Shapley (1918) . . . . .	3
1.3	Corrente de gás que se prolonga das Nuvens de Magalhães . . . . .	7
1.4	Campo da correntes . . . . .	8
1.5	Destroços mareais no halo de galáxias espirais . . . . .	9
1.6	Curvas de nível associadas ao potencial da interação . . . . .	11
1.7	Densidade espacial de estrelas da base SDSS . . . . .	14
1.8	Perfil de densidade da corrente Triangulum . . . . .	15
1.9	Projeção espacial de gigantes M em distância galactocêntrica (Rocha-Pinto et al. 2004) . . . . .	16
1.10	Relação entre velocidade galactocêntrica e metalicidade (Deason et al. (2014)	17
1.11	Mapa de densidade residual (Bonaca et al. 2012a) . . . . .	19
1.12	Método para obtenção de um filtro isocronal . . . . .	20
1.13	Mapa de distribuição de estrelas gigantes M . . . . .	21
1.14	Densidade estelar de gigantes tardias . . . . .	23
1.15	Morfologia de destroços mareais . . . . .	25
1.16	Candidatas a gigante M do 2MASS . . . . .	27
1.17	Mapas de densidade do levantamento PAndAS . . . . .	28
2.1	Esquema representativo do detetor do SDSS . . . . .	33

2.2	Footprint SDSS com destaque para a região da amostra . . . . .	34
2.3	Diagrama cor–magnitude de toda amostra . . . . .	35
2.4	Diagrama cor–magnitude da distribuição dos quasares . . . . .	38
2.5	Gráfico representativo dos subcampos de 1 grau quadrado . . . . .	41
2.6	CMDs de subcampos com ausência de sinal isocronal de TriAnd . . . . .	42
2.7	CMDs de subcampos com sinal isocronal de TriAnd . . . . .	43
2.8	CMDs da região de maior excesso do mapa de densidade de RP04 . . . . .	44
2.9	CMDs de um subcampo com sinal isocronal da cauda mareal de SagDEG . . . . .	45
2.10	Gráfico representativo dos subcampos de 1 grau quadrado resultantes . . . . .	46
2.11	Ajuste da erro fotométrico . . . . .	49
2.12	Distribuição das placas SEGUE no campo TriAnd . . . . .	53
3.1	CMDs com os melhores ajustes obtidos para TriAnd e TriAnd 2 . . . . .	57
3.2	CMD $(g - i) \times i$ e $(g - r) \times r$ da amostra fotométrica . . . . .	59
3.3	CMD com as áreas das seleções da amostra . . . . .	62
3.4	Diagramas cor–magnitude das amostras simuladas e observadas e do resíduo . . . . .	63
3.5	Definição das faixas para obtenção dos perfis de densidade . . . . .	65
3.6	Perfis de densidade latitudinal para as faixas de 1 a 9 . . . . .	66
3.7	Perfis de densidade latitudinal para as faixas de 10 a 14 . . . . .	67
3.8	Perfis de densidade longitudinais para as faixas de 1 a 9 . . . . .	68
3.9	Perfis de densidade longitudinais para as faixas de 10 a 16 . . . . .	69
3.10	Perfis de densidade longitudinais para as faixas de 17 a 20 . . . . .	70
3.11	Mapa de densidade para o corte 1A com kernel gaussiano . . . . .	72
3.12	CMD de Sagittarius . . . . .	73
3.13	Mapa de densidade para o corte 2 com <i>kernel</i> gaussiano . . . . .	74
3.14	Reprodução do mapa de densidade de Slater et al. (2013) . . . . .	75

3.15	Mapa de densidade de estelar para as estrelas que têm maior probabilidade de pertencer à população que segue simultaneamente os cortes 1A e 1B . . .	76
3.16	Mapa da distribuição do avermelhamento galáctico . . . . .	78
3.17	Número de estrelas em função do avermelhamento . . . . .	79
3.18	Mapas de densidade estelar da amostra simulada e observada . . . . .	81
3.19	Mapa de densidade estelar residual (observado – simulado) . . . . .	82
3.20	Mapa de contorno do valor-p para as contagens . . . . .	84
3.21	Mapas de densidade estelar residual, filtrada pelos cortes 1B e 2 . . . . .	85
3.22	Mapa de densidade estelar residual, filtrada pelo corte 3A . . . . .	86
3.23	Áreas selecionadas para obtenção da função de luminosidade . . . . .	90
3.24	Função de luminosidade . . . . .	91
4.1	Diagrama cor–magnitude das estrelas do campo SEGUE 1 . . . . .	95
4.2	Teste de hipótese aplicado à amostra SEGUE. . . . .	98
4.3	Contornos de densidade de estrelas num mapa de movimento próprio dos campos 1 a 12 . . . . .	102
4.4	Contornos de densidade de estrelas num mapa de movimento próprio dos campos 13 a 24 . . . . .	103
4.5	Contornos de densidade de estrelas num mapa de movimento próprio dos campos 25 a 35 . . . . .	104
4.6	Distribuição de metalicidade dos campos SEGUE 1, 2, 3, 5, 6, 9, 10, 11, 12, 13, 14 e 15 . . . . .	106
4.7	Distribuição de metalicidade dos campos SEGUE 17, 18, 21, 22, 23, 24, 25, 26, 27, 28 e 29 . . . . .	107
4.8	Distribuição de metalicidade dos campos SEGUE 17, 18, 21, 22, 23, 24, 25, 26, 27, 28 e 29 . . . . .	108
4.9	Campos SEGUE com excesso de candidatas a gigante . . . . .	110
4.10	Espectros das estrelas candidatas espectroscópicas nos campos 1 e 31. . . . .	111

# Lista de tabelas

1.1	Correntes e subestruturas do tipo nuvem . . . . .	24
2.1	Estratificação típica de cada placa SEGUE . . . . .	52
2.2	Identificação das placas SEGUE . . . . .	54
3.1	Propriedades obtidas dos ajustes isocronais . . . . .	58
3.2	Parâmetros das populações estelares das isócronas . . . . .	60
3.3	Critérios de seleção das candidatas fotométricas . . . . .	61
3.4	Número de campos em função do avermelhamento . . . . .	79
3.5	Luminosidade e massa estelar de campos associados a TriAnd, a partir do ajuste da função luminosidade . . . . .	91
4.1	Critérios de seleção da amostra espectroscópicas . . . . .	95
4.2	Número de estrelas por critérios de seleção da amostra espectroscópica . . .	97
4.3	Movimento próprio dos campos SEGUE . . . . .	105
4.4	Candidatas espectroscópicas a pertencerem à TriAnd. . . . .	112

# Sumário

<b>Lista de figuras</b>	<b>viii</b>
<b>Lista de tabelas</b>	<b>ix</b>
<b>Sumário</b>	<b>xii</b>
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 As primeiras descrições da estrutura galáctica . . . . .	2
1.2 Os modelos de formação da Galáxia . . . . .	4
1.3 O cenário atual dos destroços mareais na Via Láctea . . . . .	7
1.3.1 Mecanismos de dissolução de galáxias anãs e aglomerados . . . . .	10
1.3.1.1 Formação de destroços mareais . . . . .	12
1.3.2 Técnicas para a busca de subestruturas . . . . .	13
1.3.3 Inventário das subestruturas conhecidas . . . . .	21
1.4 Triangulum-Andromeda . . . . .	26
1.5 Resumo da dissertação . . . . .	30
<b>2 A amostra</b>	<b>31</b>
2.1 <i>O Sloan Digital Sky Survey</i> . . . . .	32
2.1.1 Dados fotométricos . . . . .	34
2.1.1.1 Critérios de seleção e buscas . . . . .	35

2.1.1.2	Contaminação por quasares . . . . .	37
2.1.2	Dados espectroscópicos . . . . .	37
2.1.2.1	Critérios de seleção e buscas . . . . .	38
2.1.3	Separação dos campos . . . . .	39
2.2	Simulação do conteúdo galáctico nos campos de TriAnd . . . . .	43
2.2.1	Simulação da amostra fotométrica . . . . .	45
2.2.2	Ajuste do erro da magnitude . . . . .	47
2.2.3	Simulação das amostras espectroscópicas do SEGUE . . . . .	48
<b>3</b>	<b>Estudos Fotométricos</b>	<b>55</b>
3.1	Mapa de densidade . . . . .	55
3.1.1	Ajustes das isócronas . . . . .	56
3.1.2	Seleção das candidatas fotométricas . . . . .	60
3.1.3	Resíduo amostral . . . . .	62
3.1.4	Perfis de densidade . . . . .	65
3.1.5	Mapas de densidades estelar estimados por kernel gaussiano . . . . .	71
3.1.5.1	Correspondência entre a extinção interestelar e as sub- struturas . . . . .	77
3.1.6	Mapas de densidade residual . . . . .	80
3.2	Ajuste das funções de luminosidade . . . . .	86
<b>4</b>	<b>Estudo Espectroscópico</b>	<b>93</b>
4.1	TriAnd nos dados SEGUE . . . . .	93
4.1.1	Critérios de seleção de candidatas espectroscópicas . . . . .	94
4.1.2	Testes de hipótese para proporções . . . . .	96
4.1.3	Movimentos próprios . . . . .	99
4.1.4	Metalicidades . . . . .	105
4.1.5	Estrelas de TriAnd na base SEGUE . . . . .	109

4.2	Candidatas Espectroscópicas . . . . .	110
<b>5</b>	<b>Conclusões</b>	<b>114</b>
5.1	Principais resultados . . . . .	115

# Capítulo 1

## Introdução

*I love the clouds... the clouds that pass...  
up there... up there... the wonderful  
clouds!*

---

Charles Baudelaire

Levantamentos fotométricos profundos têm permitido a descoberta de subestruturas estelares peculiares no halo da Via Láctea (e.g. correntes mareais e sobredensidades estelares). Sua peculiaridade consiste na coerência espacial, química e cinemática, o que leva à sua caracterização como destroços mareais de galáxias satélites e aglomerados globulares. Isso ocorre devido aos diferentes mecanismos de formação que cada objeto/galáxia experimentou. A identificação desses fósseis remanescentes de fusões e de atuais acreções fornece informações sobre a história, a distribuição e a quantidade de matéria em nossa Galáxia, e, também, da estrutura em grande escala do Universo.

Essa dissertação trata do estudo e mapeamento da subestrutura do halo galáctico chamada Triangulum-Andromeda (também referida como TriAnd), com dados do Sloan Digital Sky Survey (York et al. 2000; SDSS). Neste capítulo apresentamos o atual cenário da pesquisa em destroços mareais na Galáxia e fundamentamos a dissertação. O contexto histórico da estrutura da Galáxia e das teorias de formação e evolução desse sistema estelar aparecem, respectivamente, nas seções 1.1 e 1.2. O conhecimento que temos sobre a estrutura da Galáxia é sumarizado na seção 1.3. Uma revisão dos estudos encontrados na literatura a respeito de TriAnd encontra-se na seção 1.4. Finalmente, na seção 1.5, resumimos os problemas específicos investigados nesta dissertação.

## 1.1 As primeiras descrições da estrutura galáctica

Vivemos no terceiro planeta dos 8 que orbitam em torno do Sol. O Sol é uma estrela bastante comum, que se localiza próximo à periferia de um gigantesco sistema que contém aproximadamente 100-200 bilhões de estrelas, o qual chamamos de Via Láctea. Essa complexa estrutura, que capta a atenção dos seres humanos desde os tempos mais remotos<sup>1</sup>, permanece ainda em parte desconhecida, embora sua estrutura e evolução tenham sido estudadas através de uma variedade de métodos.

A primeira tentativa para descrever a estrutura da Galáxia baseou-se na contagem de estrelas. Herschel, interessado nas questões filosóficas mais profundas referentes ao lugar do homem no universo e da estrutura tridimensional da esfera celeste, realizou um levantamento dos limites do nosso sistema, com a assistência de sua irmã Caroline, e transformou a contagem de estrelas em uma dada direção em uma estimativa da profundidade relativa do sistema naquela direção. Em termos práticos, quando contava poucas estrelas, concluía que a borda da Galáxia estava próxima, do contrário, concluía que a borda estava distante. Para elaborar este método, o qual chamou de "Star-Gage", ele adotou que as estrelas estivessem distribuídas de maneira uniforme e que a profundidade observacional alcançava a borda do sistema, e, com isso, que nenhuma estrela, próxima ou longe, tivesse sua luz diminuída devido ao obscurecimento por algum tipo de matéria. Assim, através de suas observações e medidas, concluiu que a Galáxia fosse achatada e que o Sol se encontrava no centro desta. A Figura 1.1 ilustra a estrutura da Galáxia obtida por Herschel (1785) através do método "Star-Gage".

Dois séculos depois, no entanto, esta concepção a respeito da Via Láctea mostrou-se errônea: o Sol não se situava no centro desta. Shapley (1918) obteve a distância a dezenas de aglomerados globulares (AGs) — veja a Figura 1.2 — através da relação período luminosidade de variáveis pulsantes, evidenciando que os aglomerados globulares<sup>2</sup> estão espalhados por todo um volume esferoidal, cujo centro não coincide com a posição do Sol. Ao contrário, o Sol distava 13 kpc do centro da distribuição desses globulares. Essa discrepância foi interpretada como indicadora da distância real entre o Sol e o centro da

<sup>1</sup>Demócrito (460-370) acreditava que a Galáxia fosse constituída por pequenas densas estrelas (Danezis et al. 2009). Essa ideia foi confirmada milhares de anos depois por Galileu, através de seu telescópio óptico.

<sup>2</sup>Aglomerados globulares são sistemas ligados gravitacionalmente, constituídos por estrelas de uma única população estelar, que têm aproximadamente mesma idade. Eles não formam estrelas atualmente por não mais possuírem gás, o qual foi removido durante sua evolução. São, em geral velhos, podendo, até mesmo, ter-se formado juntamente com a Galáxia, o que os torna objetos únicos para o estudo da formação das galáxias, pois contém a informação sobre populações estelares antigas e sua formação.

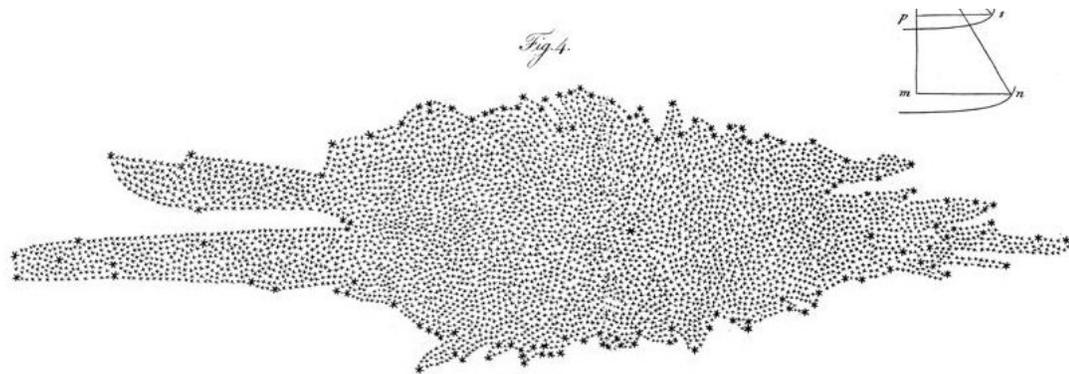


Figura 1.1: Mapa da estrutura da Galáxia determinado pela contagem de estrelas de Herschel. A posição do Sol é dada por um ponto mais escuro, aproximadamente, no centro da imagem. Crédito da imagem: Herschel (1785).

Galáxia. Posteriormente, as estimativas dessa distância foram reduzidas para 8 kpc (e.g. Reid 1993).

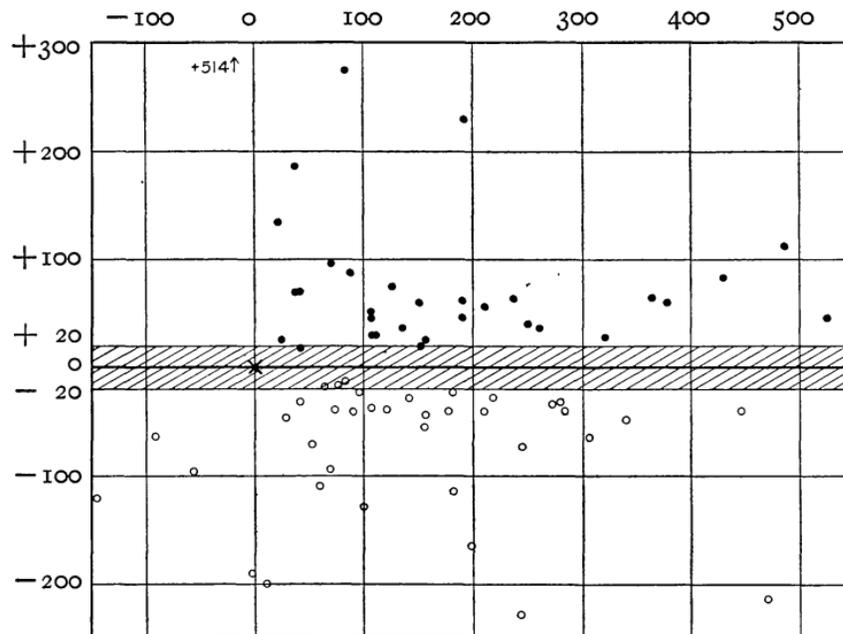


Figura 1.2: Distribuição espacial de aglomerados globulares, cuja distância foi obtida por Shapley (1918). As unidades de distância do gráfico equivalem a 100 parsecs. A posição do Sol é assinalada por um X, e a área sombreada corresponde ao plano da nossa Galáxia. Crédito: Shapley (1918).

Embora a existência de algum obscurecimento da luz não fosse mais questionada nessa época, os astrônomos discordavam sobre a relevância do problema. Kapteyn (1922),

utilizando a contagem de estrelas para descrever a estrutura da Galáxia, duvidou que a absorção fosse significativa e pressupôs que o espaço é livre de qualquer material absorvente. Com isso, ainda que tenha obtido resultados promissores como o achatamento da Galáxia e que o Sol não se encontrava no centro desta, o efeito da poeira interestelar o fez subestimar as dimensões da Galáxia.

Hubble (1925),<sup>3</sup> ao utilizar a já conhecida relação período–luminosidade e considerando que as Cefeidas que observara em NGC 6822 fosse similares às Cefeidas estudadas por Shapley, calculou a distância das estrelas que observou e concluiu que NGC 6822 era o primeiro objeto extragaláctico encontrado. Assim, apenas na década de 1920 foi possível compreender melhor a estrutura da Via Láctea.

Nas décadas seguintes, tecnologias foram descobertas, novas faixas do espectro exploradas e técnicas observacionais criadas; com isso, tornou-se possível estabelecer conexões entre abundância, cinemática, idade e metalicidade, e determinar a estrutura de grupos de estrelas dentro da Galáxia. Através disso, sabemos hoje que a Via Láctea é uma galáxia espiral barrada. O número de braços ainda é uma questão aberta, com a maioria dos trabalhos reforçando a ideia de quatro braços espirais (Valleé, 2014). Possui centenas de bilhões de estrelas com uma massa total de aproximadamente  $5 \times 10^{11} M_{\odot}$  (Kafle et al. 2012) e um diâmetro de 30 kpc para o disco estelar. É amplamente aceito que a Galáxia é constituída por diferentes componentes, e que essas se distinguem entre si por suas características químicas e cinemáticas, indicando, provavelmente, diferentes mecanismos de formação. Através dessas distintas propriedades das componentes, infere-se possíveis cenários de formação e evolução da Galáxia.

## 1.2 Os modelos de formação da Galáxia

Até meados de 1960, muita informação sobre a cinemática, química e estrutura da Galáxia havia sido obtida. No entanto, já era evidente a carência de um modelo que explicasse a formação da Galáxia relacionando tais dados entre si.

Eggen et al. (1962; ELS) fizeram a primeira tentativa de descrever a formação e evolução da Galáxia. Utilizando distância perpendicular ao plano, movimento próprio,

---

<sup>3</sup>Embora Hubble (1925) seja o primeiro trabalho a atribuir que o objeto de estudo — NGC 6822 — seja um objeto extragaláctico, Way (2013) discute o contexto da construção de tal ideia e de como diversos outros autores já haviam realizado medidas que poderiam categorizar outros objetos como extragalácticos.

excesso no ultravioleta e velocidade radial, obtiveram correlações entre propriedades orbitais e químicas das estrelas. A partir da análise dessas correlações, eles construíram um modelo de formação da Galáxia.

ELS propuseram que a Galáxia foi formada de uma nuvem primordial de gás isolada e esférica, com baixa metalicidade, a partir de um rápido colapso que teria durado cerca de  $10^8$  anos. As primeiras estrelas ter-se-iam formado no início do colapso; e durante a contração, houve um progressivo enriquecimento do meio interestelar. As estrelas mais ricas em metais surgiram mais tarde, quando o gás se assentou no plano onde veio a se formar posteriormente, o disco. Esse cenário permitiu explicar as diferenças nas abundâncias e propriedades orbitais das estrelas do disco e do halo da Galáxia, firmando-se, por isso, como um modelo padrão, conhecido como colapso monolítico.

Um cenário alternativo começou a surgir a partir dos trabalhos de Toomre & Toomre (1972) e Toomre (1977)<sup>4</sup>, os quais propuseram que a evolução de algumas galáxias pode ter sido bastante tumultuada devido a fusões ou interação de galáxias. Isso contribuiu para a ideia de que objetos externos à Galáxia foram acrescentados, o que poderia ter importância fundamental no desenvolvimento da Galáxia.

A ideia de Toomre voltou a aparecer de forma independente no trabalho de Searle & Zinn (1978; SZ). Estudando os AGs, SZ perceberam que havia uma discrepância entre o modelo proposto por ELS e suas observações. Eles mostraram que os AGs do halo externo<sup>5</sup> têm propriedades químicas e dinâmicas distintas entre si, e sugeriram que o halo externo deve ter sido formado após a Galáxia, pela acreção de fragmentos extragalácticos. Uma vez que o halo externo foi formado por satélites dissolvidos, é natural que as propriedades dos objetos do halo dependam das propriedades dos fragmentos que foram acrescentados à Galáxia. Desta forma, o processo de formação do halo externo estaria em desacordo com o modelo de ELS.

No mesmo ano, White & Rees (1978) propuseram um cenário de formação que tem influenciado bastante os desenvolvimentos na pesquisa galáctica. Este cenário ficou conhecido como modelo hierárquico. Em seu modelo, formam-se halos massivos de ma-

---

<sup>4</sup>"It seems almost inconceivable that there wasn't a great deal of merging of sizable bits and pieces (including quite a few lesser galaxies) early in the career of every major galaxy, no matter what it looks like now. The process would obviously have yielded halos from the stars already born, whereas any leftover gas would have settled quickly into new disks embedded within such piles of stars".

<sup>5</sup>O halo da Galáxia pode ser dividido em duas componentes estelares: halo interno e halo externo. O halo externo é mais pobre em metais, com pico em torno de  $[Fe/H] = -2.2$  dex em comparação ao halo interno —  $\langle [Fe/H] \rangle = -1.6$  dex — possui estrelas com órbitas retrógradas e domina de 15-20 kpc do centro da Galáxia (Carollo et al. 2007).

téria escura para os quais a matéria bariônica é atraída, resfriando-se e formando estrelas. De acordo com esse modelo, a formação de galáxias ocorre gradualmente pela fusão de protogaláxias. Essas unidades menores fundir-se-ão; por exemplo, a Galáxia seria formada como resultado dessas fusões. Esse cenário estava de acordo com o que fora observado por SZ, pois considera que a formação da Galáxia tenha sido afetada por objetos extragalácticos.

Desde White & Rees (1978) o modelo hierárquico está sendo aprimorado, mas sempre considerando matéria escura nas simulações de formação e evolução, pois modelos cosmológicos que considerem apenas matéria bariônica não conseguem reproduzir a estrutura observável em larga escala do Universo. Atualmente, o modelo que apresenta maior concordância com os dados observacionais e, é adotado pela comunidade científica como modelo padrão, é o chamado  $\Lambda$ CDM, no qual há uma componente de matéria escura fria (en. *cold dark matter*; CDM). O paradigma  $\Lambda$ CDM produz toda a estrutura hierárquica em escalas cósmicas como uma consequência natural, sugerindo que a formação hierárquica de estruturas, nas diversas escalas, é conduzida pelo efeito da distribuição da CDM.

Atualmente o cenário mais promissor para a compreensão da formação da Galáxia considera o modelo hierárquico, em que a agregação de galáxias menores à Via Láctea responde por boa parte do conteúdo estelar do halo externo (Majewski et al. 2003) e pode ter sido responsável pela formação do disco espesso (Abadi et al. 2003). Paralelamente, modelos de matéria escura fria, tão adequados para explicar a formação de estruturas no Universo em grande escala, falham grosseiramente na previsão do número de galáxias satélites que deveriam existir no entorno da Via Láctea (e.g. Klypin et al. 1999; Simon & Geha, 2007). O número observado de galáxias satélites é menor do que o previsto por mais de uma ordem de magnitude. Uma parte desses satélites faltantes pode estar na direção de regiões de grande extinção. Ademais, vários desses satélites previstos poderiam ser, na verdade, sub-halos de matéria escura, que não seriam observáveis através de radiação eletromagnética.

Entretanto, até a década de 1990, a primeira e única evidência de que acreções ocorrem na nossa Galáxia foi apresentada por Mathewson et al. (1974). Eles fizeram um mapeamento de hidrogênio neutro e descobriram que a Corrente de Magalhães, um extenso filamento de gás, devia estar associada às Pequena e Grande Nuvens de Magalhães, conforme pode ser visto na Figura 1.3. As nuvens estariam perdendo massa para o halo da Galáxia. Mas essa perda de massa ocorreria apenas sob a forma de gás, e não de estre-

las; isto não sugere perda de massa devido a efeitos mareais, mas possivelmente à pressão de arraste (Gunn & Gott, 1972).



Figura 1.3: Mosaico de imagens da Galáxia no rádio e óptico. Em vermelho, a corrente de gás constituída de hidrogênio neutro que se prolonga das Nuvens de Magalhães em direção à Via Láctea. As duas regiões luminosas difusas, esbranquiçadas, em meio ao hidrogênio, são a Pequena e Grande Nuvem. Em branco e azul, vemos a Galáxia; em marrom, as nuvens de poeira da Galáxia. Crédito da imagem: Nidever et al. (2010).

### 1.3 O cenário atual dos destroços mareais na Via Láctea

Em galáxias externas, evidências de fusões ou interações — ou “canibalismo galáctico”, como dito por Ostriker & Hausman (1977) — de galáxias mais massivas (*major mergers*) podiam ser facilmente observadas em: NGC 4038/9, NGC 4676, Arp 295, NGC 5195/M 51. Entretanto, eventos de fusões de galáxias satélites anãs eram débeis demais para serem observados devido ao seu baixo brilho superficial em comparação ao brilho superficial das galáxias.

A evidência crucial para o cenário de acreção foi a descoberta da galáxia anã elíptica Sagittarius (Ibata et al. 1994), a qual está atualmente sendo dissolvida pelas forças mareais resultante do potencial da Via Láctea. Com o avanço da tecnologia, a possibilidade de desenvolver levantamentos em grande escala como o *Two-Micron All-Sky Survey* (2MASS; Skrutskie et al. 2006) e o *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS; York et al. 2000)

permitiram a descoberta de uma larga quantidade de subestruturas na Galáxia, a serem discutidas na subseção 1.3.3. Essas descobertas foram responsáveis por uma mudança radical de pensamento em relação à estrutura e evolução da Galáxia e, também, diretamente responsáveis pela necessidade de desenvolvimento de diversas novas ferramentas de análise.

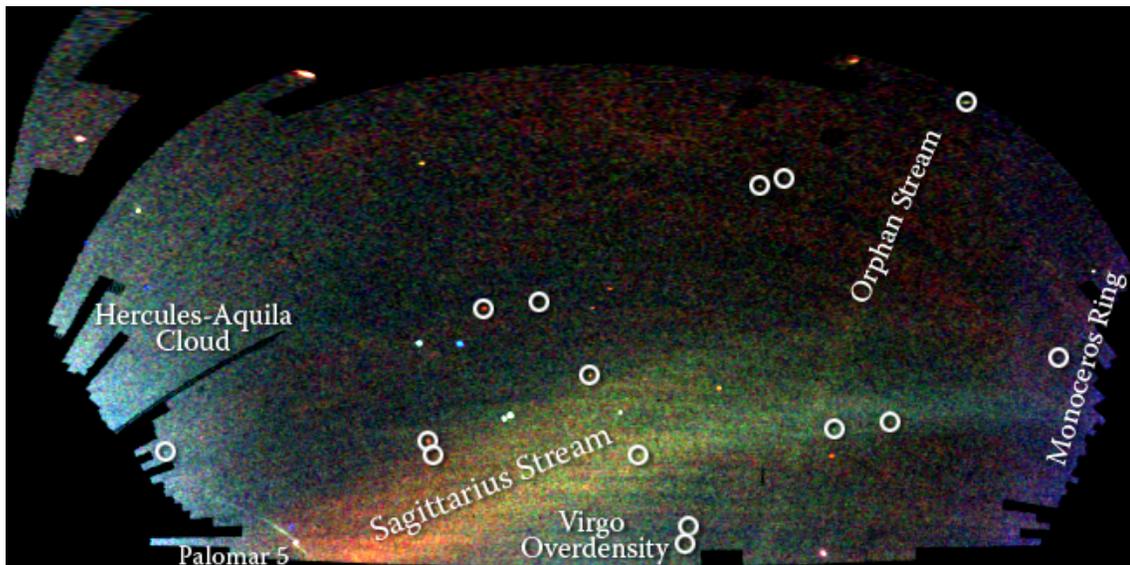


Figura 1.4: Distribuição de estrelas da região SDSS norte, no céu boreal. As cores vermelhas indicam objetos mais distantes, enquanto as azuis, mais próximos. A intensidade é proporcional à quantidade de estrelas na região. Crédito da imagem: Belokurov et al. (2006) e o SDSS.

Desde que a galáxia anã Sagittarius foi descoberta, as buscas por destroços mareais se popularizaram bastante. O impressionante mapa “*The Field of Streams*” (veja Figura 1.4) permite ver diversas subestruturas já identificadas na forma de correntes de estrelas e de pequenas galáxias satélites que orbitam a Via Láctea. E também evidencia que a Via Láctea está passando por diversos processos de fusão.

Martínez-Delgado et al. (2010) fizeram buscas em torno de uma amostra de 8 galáxias de disco por destroços mareais, (ver Figura 1.5). Com isso, descobriram uma grande variedade de subestruturas, evidenciando a importância e influência dessas na formação do halo externo de tais galáxias. Observar a totalidade do halo de galáxias vizinhas comparado ao halo da Via Láctea é mais fácil, além de ser uma importante ferramenta de análise, pois fornece uma visão global e também mensurar o número de interações que ocorrem no tempo atual para comparar às previsões esperadas do  $\Lambda$ CDM.

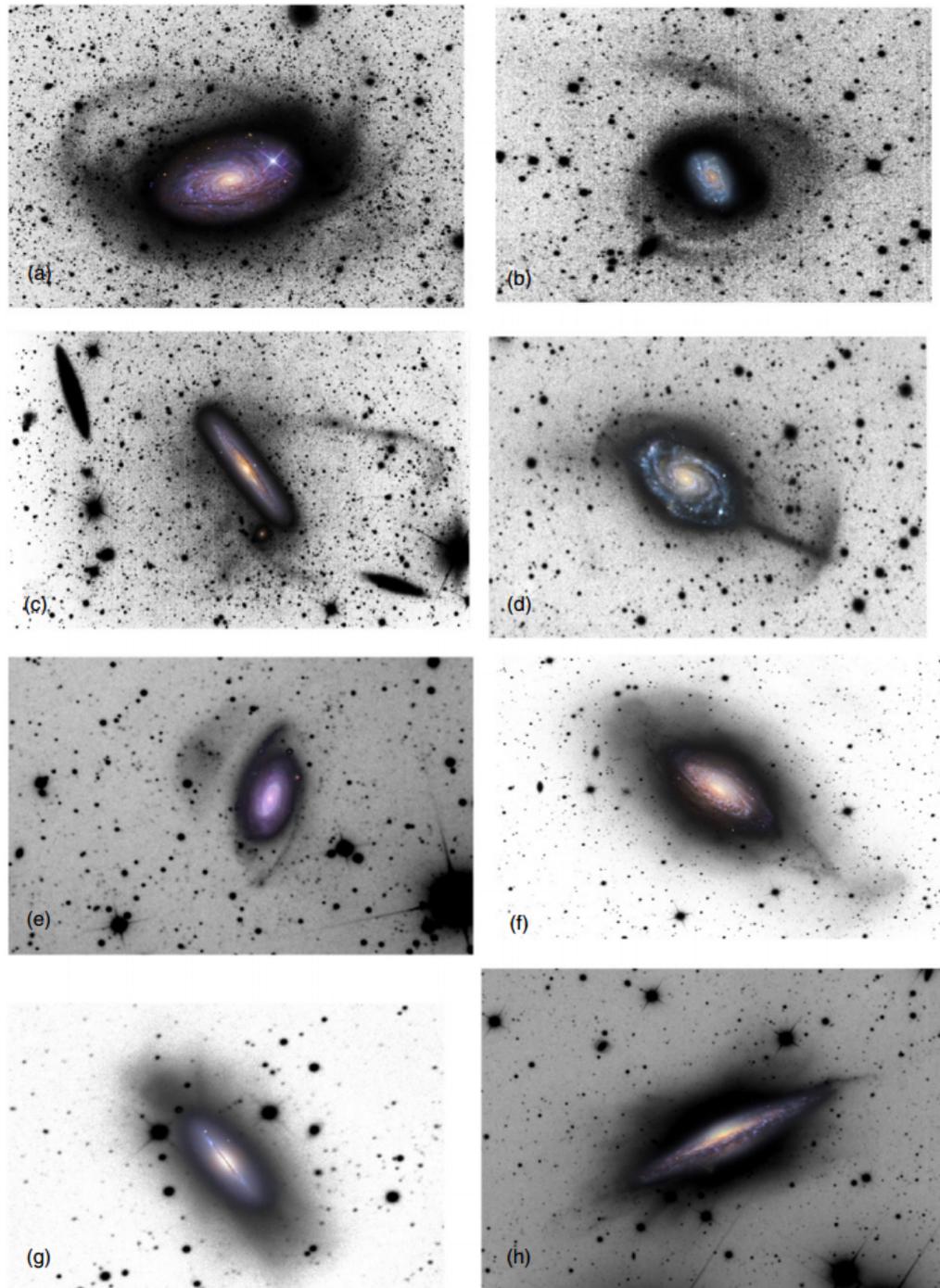


Figura 1.5: Imagem com tênues e complexas subestruturas, de variados tipos morfológicos, fisicamente associadas às galáxias. Imagens foram obtidas com uma câmera CCD em diferentes filtros (green, red, blue e clear luminance) contabilizando diversas horas de exposição (6-11 hr). As imagens foram tratadas e co-adicionadas para intensificar estruturas mais débeis. Onde (a) M63, (b) NGC 1084, (c) NGC 4216, (d) NGC 4651, (e) NGC 7531, (f) NGC 3521, (g) NGC 5866 e (h) NGC 1055. Crédito da imagem: Martínez-Delgado et al. (2010).

### 1.3.1 Mecanismos de dissolução de galáxias anãs e aglomerados

Como mostram as observações, galáxias massivas são cercadas por diversos satélites. A fusão de galáxias satélites é um importante mecanismo de acréscimo de matéria bariônica e escura para as galáxias hospedeiras, dada a existência de um número muito maior de galáxias anãs do que de grandes galáxias.

O processo de fusão e o resultado da fusão de duas galáxias dependem da velocidade relativa, da geometria da interação e da massa de cada um dos dois objetos. Processos mais violentos são oriundos da fusão de galáxias massivas que possuem massa similar. Processos entre um objeto ligado gravitacionalmente (i.e. galáxia anã) a uma galáxia de massa consideravelmente maior (i.e. Via Láctea) são menos violentos — *minor mergers* —, pois a morfologia da galáxia de maior massa será pouco ou nada afetada no processo de fusão, enquanto o objeto de menor massa será dissolvido pelo potencial da galáxia mais massada, deixando traços de sua canibalização.

Diferentes mecanismos de dissolução estão associados direta ou indiretamente à perda de estrelas em processos de fusão menos violentos, sendo os principais os efeitos mareais e a fricção dinâmica. Quando uma galáxia satélite interage com uma galáxia de maior massa atuam sobre ela forças mareais. Uma vez conhecidas as forças mareais, é possível obter o raio mareal<sup>6</sup>, que indica a distância do centro do satélite a partir da qual há possibilidade de perda de estrelas, fornecendo assim um limite superior para o tamanho do satélite.

A perda de estrelas de galáxias anãs pode ser melhor compreendida a partir de um problema restrito de três corpos. Sob esta perspectiva, a massa das estrelas é considerada desprezível em comparação a massa da galáxia satélite, a qual possui órbita circular em torno da galáxia hospedeira (maiores informações podem ser obtidas em Binney & Tremaine, 2008). Neste caso, é possível obter uma constante de movimento chamada de constante de Jacobi  $E_j$ :

$$E_j = \frac{1}{2}v^2 + \Phi_{\text{eff}}, \quad (1.1)$$

onde  $\Phi_{\text{eff}}$  é o potencial efetivo e  $v$  é a velocidade da estrela (King, 1962 *apud* Mo, van de Bosch & White, 2010).

---

<sup>6</sup>O raio mareal corresponde, aproximadamente, ao raio onde a força mareal é igual à força gravitacional interna do satélite, ao longo de uma linha que conecta o centro do objeto ao da Galáxia (King, 1962 *apud* Mo, van de Bosch & White, 2010).

Reescrevendo a Equação 1.1, em função da velocidade, temos:

$$v = \sqrt{2(E_j - \Phi_{\text{eff}})}. \quad (1.2)$$

A Figura 1.6 ilustra os equipotenciais dados pela Equação 1.1, também chamados de curvas de velocidade zero, que são as curvas de nível associadas ao potencial da interação, e, também, os pontos de equilíbrio de Euler-Lagrange (L1, L2, L3, L4, L5). Todas as curvas obtidas para  $\Phi_{\text{eff}}(x) = E_j$  são chamadas curvas de velocidade zero. Isso, porque se  $v = 0$  em Eq.(1.2), necessariamente  $\Phi_{\text{eff}}(x) = E_j$ . Estrelas não se desligarão para  $\Phi_{\text{eff}}(x) > E_j$ , ou seja, as estrelas não tem energia suficiente para poder atravessar esse pico e permanecem presas nesta região, enquanto as estrelas com energia  $\Phi_{\text{eff}}(x) < E_j$  podem escapar do satélite (Just et al. 2009).

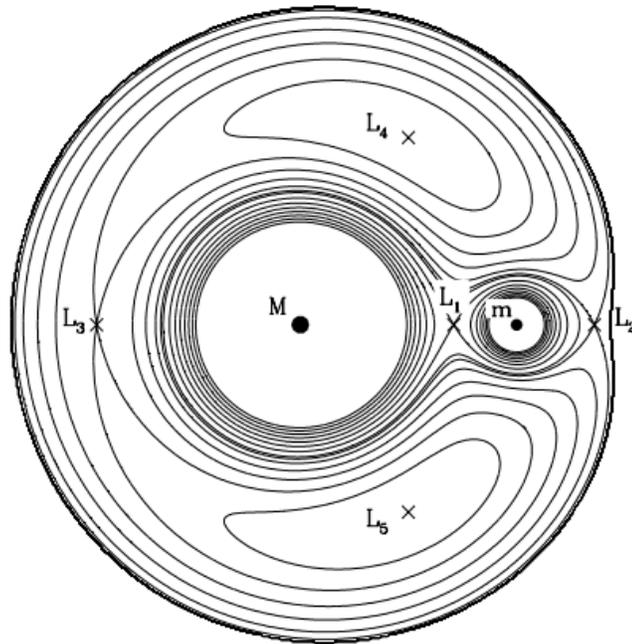


Figura 1.6: Os contornos da imagem são equipotenciais  $\Phi_{\text{eff}}(x)$  dada pela Equação 1.1. L1, L2, L3, L4 e L5 são os pontos de equilíbrio de Euler-Lagrange. As estrelas com energia suficiente escaparão preferencialmente pelos pontos de Lagrange L1 e L2. Crédito da imagem: Just et al. (2009).

No caso de uma galáxia hospedeira muito mais massiva que a galáxia satélite, L1 e L2 localizam-se sobre a mesma superfície ( $S_{1,2}$ ) de velocidade zero, como pode ser visto na Figura 1.6. A estrela se mantém presa em torno da galáxia satélite se sua energia total for menor que o valor da energia de Jacobi na superfície  $S_{1,2}$ :  $E < E_j(S_{1,2})$ . Neste caso,

como a galáxia hospedeira tem massa muito superior ao satélite, as estrelas escaparão por L1 e L2 formando, uma parte dianteira e outra traseira da corrente.

No entanto, para corpos em órbita não circular em torno da galáxia hospedeira, o raio mareal ou superfície de velocidade zero não podem ser obtidos pelo problema aqui apresentado. Assim, utiliza-se uma aproximação de perda de estrelas que ocorrerá na passagem do perigaláctico. A partir dessa aproximação, obtém-se que as estrelas de um satélite podem escapar do objeto progenitor a partir de uma distância de seu centro maior do que

$$r_{\text{mareal}} \approx \left( \frac{m_{\text{sat}}}{3M_{\text{gal}}} \right)^{\frac{1}{3}} r_{\text{orb}}. \quad (1.3)$$

onde  $r_{\text{mareal}}$  é o raio mareal,  $r_{\text{orb}}$  é o raio da órbita do satélite e  $m_{\text{sat}}$  e  $M_{\text{gal}}$  são respectivamente a massa da galáxia e da galáxia satélite.

Um outro mecanismo que tem forte influência sobre a dissolução de objetos é a fricção dinâmica. Este mecanismo pode ser entendido considerando que um satélite, ao mover-se em regiões que apresentam grande quantidade de estrelas. O satélite transferirá energia e momento para estrelas do campo, fazendo assim com que sua própria velocidade diminua. Conforme o satélite atravessa por essa região, as estrelas do ambiente são atraídas gravitacionalmente, formando uma pequena concentração de massa ao longo da órbita do satélite. Este aumento na densidade de estrelas atrás do satélite, desacelera-o. Devido ao excesso de estrelas, surge uma força de fricção dinâmica que atua sobre o satélite. Essa força é responsável por alterar a estrutura do satélite, deixando-o, parecido com um elipsoide, com regiões de densidades não concêntricas e mais alongadas na direção contrária ao movimento.

### 1.3.1.1 Formação de destroços mareais

Uma vez que a progenitora de nosso objeto de estudo é possivelmente uma galáxia anã, discutiremos aqui preferencialmente mecanismos que estejam associados à dissolução desses objetos.

A dissolução e a formação dos diferentes tipos de destroços mareais começam a ocorrer quando a galáxia anã é capturada pelo potencial gravitacional da Galáxia. Sempre que uma galáxia anã se desloca através das regiões onde o potencial da Galáxia é

mais intenso, fica sujeita à influência de forças mareais. A interação gravitacional inicialmente perturbará a estrutura interna da galáxia satélite devido às forças exercidas com diferentes intensidades e em diferentes partes de sua estrutura. Essas modificações na estrutura interna serão tão mais fortes quanto menor for a força gravitacional interna do satélite e maior a sua proximidade com a Galáxia. Uma vez que a interação modifique substancialmente sua estrutura, e que, devido a isso, surjam determinadas regiões com força gravitacional interna menor que a externa, a galáxia começará a ser moldada pelas forças mareais. Como as órbitas de satélites acrecidos são tipicamente elípticas, a excentricidade da órbita da galáxia satélite é bastante relevante durante o processo de dissolução (Lokas et al. 2013), pois órbitas mais excêntricas favorecem passagens da galáxia anã por regiões mais densas da Galáxia — disco e bojo —, produzindo fricção dinâmica e uma interação mareal mais intensa, devido ao menor pericentro da órbita, com consequente diminuição do raio mareal (Eq. 1.3). A diminuição do raio mareal possibilita que mais estrelas sejam desligadas, diminuindo a massa total do satélite, o que torna ainda menor a força gravitacional interna e, conseqüentemente, o raio mareal, permitindo que novamente mais estrelas possam ser desligadas, podendo essa situação ocorrer até que o satélite seja dissolvido por completo.

Além do que foi exposto, galáxias anãs massivas são ainda afetadas pela fricção dinâmica, que leva à perda de energia orbital e espiralamento em direção ao centro da Galáxia (Kim & Morris, 2003), o que aumenta sua taxa de dissolução, devido à uma interação mais forte com o potencial da Galáxia. Portanto, em decorrência dos efeitos mareais e fricção dinâmica, mais e mais estrelas podem desligar-se do satélite. As estrelas que seguem órbita semelhante à da galáxia progenitora escapam, formando uma aparente corrente ligada ao núcleo remanescente ainda em processo de dissolução. O tempo necessário para que se forme uma corrente de estrelas também está relacionado à estrutura interna da galáxia satélite e ao modo pelo qual a interação com a Galáxia ocorre. Quanto maior a interação, mais avançada vai ficando sua dissolução, e maior e mais dispersa torna-se a corrente.

### 1.3.2 Técnicas para a busca de subestruturas

Sabe-se que as galáxias passam por processos particulares de formação, e isso é observado através da química e dinâmica de suas populações estelares. O sistema estelar resultante da fusão de galáxias conterà informação sobre a história de formação de suas

progenitoras, o que teoricamente permite identificar qual é o objeto progenitor ao qual cada estrela individualmente está associada.

As buscas por subestruturas têm sido realizadas utilizando parâmetros que possibilitam distinguir populações estelares, como: composição química ou propriedades cinemáticas, aglomeração no espaço projetada em algum plano de referência (por exemplo, a esfera celeste ou o plano galáctico), cores e magnitudes, entre outros. As subestruturas podem ser identificadas a partir de sobredensidades nestes espaços multiparamétricos, que destoam da distribuição de estrelas esperada para a Galáxia. Por exemplo, na distribuição espacial de anãs G vistas na Figura 1.7, é possível identificar uma sobredensidade de estrelas em  $(l,b) = (210^\circ, +40^\circ)$  a partir da projeção em coordenadas galácticas.

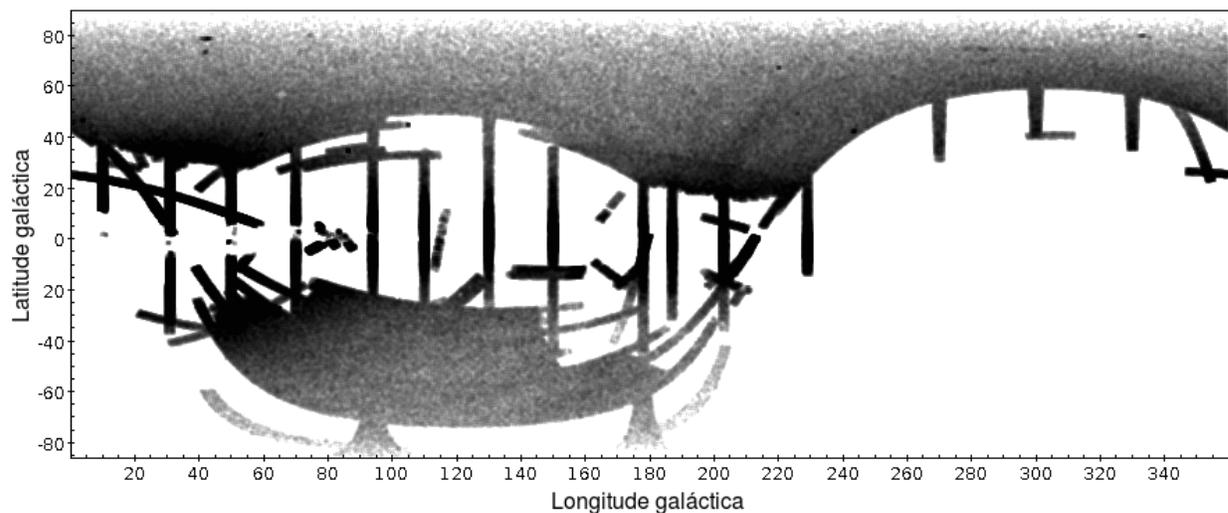


Figura 1.7: Visão panorâmica da densidade espacial de estrelas<sup>7</sup> da base SDSS, em cinza. É possível identificar parte da cauda de Sagittarius em  $(l,b) = (210^\circ, 40^\circ)$ .

São utilizados mapas de densidade bidimensionais, unidimensionais e gráficos de dispersão de pontos para análise de qualquer parâmetro dos espaços multiparamétricos. Os mapas de densidade podem ser obtidos através de técnicas de perfis de densidade e de estimadores bidimensionais, como, por exemplo, mapas de densidade com kernel gaussiano, em que o ponto é substituído por um raio de influência e o sinal de objetos próximos se soma em suas intersecções, amplificando o sinal.

Perfis de densidade realizam contagens de estrelas em um ou mais parâmetros para representar as variações ao longo destes. A Figura 1.8 é um exemplo de aplicação

<sup>7</sup>Estrelas selecionadas segundo o critério de seleção:  $0.48 < (g - r) < 0.55$  e  $21 < r < 22$ .

de perfil de densidade. Bonaca et al. (2012b) integraram a densidade de estrelas ao longo de um intervalo do plano de referência da corrente mareal, evidenciando que o número de estrelas na região central do seu mapa contém uma quantidade de estrelas superior às flutuações do campo em seu entorno.

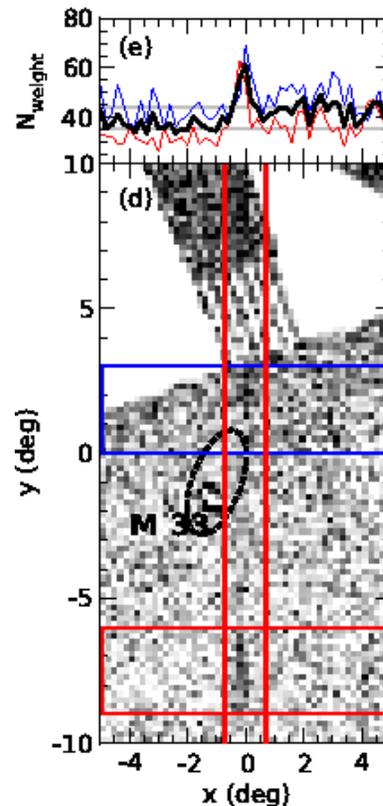


Figura 1.8: Mapa de densidade estelar no plano de referência da corrente mareal Triangulum. No painel superior vemos o perfil de densidade para as regiões, em azul e vermelho delimitadas no painel inferior. A média desses perfis é indicada em preto. Não confundir com Triangulum-Andromeda, são objetos distintos. Crédito da imagem: Bonaca et al. (2012b).

A distribuição espacial é comumente vista em perfis de densidade de distância ou distribuição de densidade projetada no céu (e.g. Rocha-Pinto et al. 2004, Grillmair 2006b, Watkins et al. 2009, entre diversos outros). Sendo a Figura 1.9 um exemplo de aplicação de distribuição espacial de estrelas.

Um Diagrama cor-magnitude (CMD na sigla em inglês.) é uma distribuição bi-dimensional de pontos, que representam dados obtidos a partir de duas observações fotométricas independentes de cada estrela. O CMD é uma boa ferramenta de diagnóstico e permite extrair parâmetros astrofísicos de populações estelares. Uma vez que uma população coeva de estrelas ocupa uma curva em um CMD, a comparação com isócronas

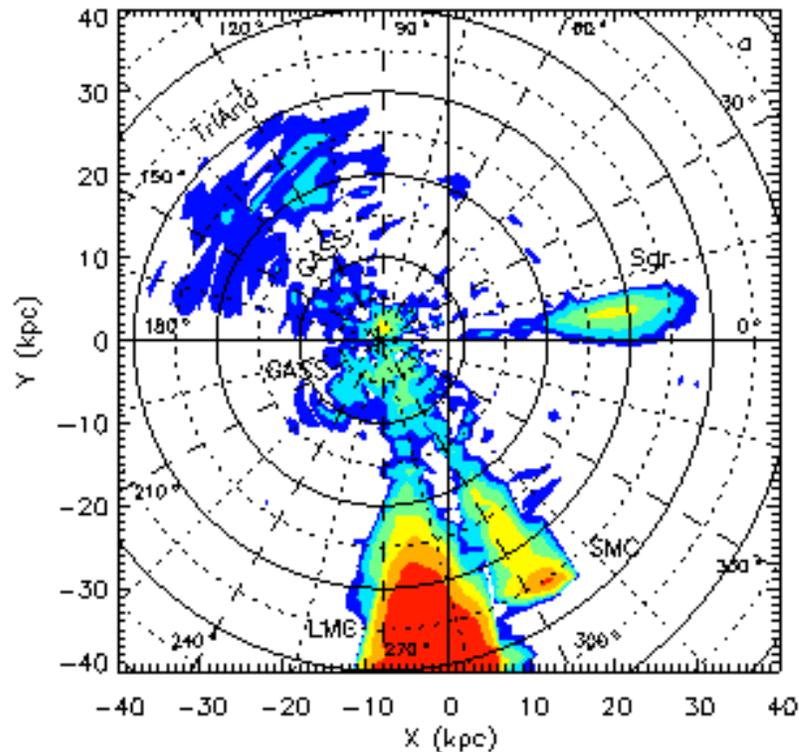


Figura 1.9: Projeção de candidatas a gigantes M do 2MASS no plano galáctico. Os anéis concêntricos indicam raios galactocêntricos. Os excessos vistos na figura são as Pequena (SMC) e Grande (LMC) Nuvens de Magalhães, Sagittarius (SGR), TriAnd e GASS (referenciada na próxima seção). Crédito da imagem: Rocha-Pinto et al. (2004).

teóricas deve permitir a determinação de propriedades globais da população, tais como a idade, a distância e a metalicidade. Diversos autores (e.g. Newberg et al. 2002, Martin et al. 2007, entre outros) localizaram populações estelares em um CMD, o que permitiu identificar subestruturas da Galáxia.

Além dos parâmetros supracitados, é possível localizar subestruturas a partir dos parâmetros cinemáticos (e.g. Martin et al. 2013). A identificação caracteriza-se pelo reconhecimento de grupos estelares comoventes, isto é, que são coerentes no espaço de fase. A presença de grupos comoventes indica que essas estrelas provavelmente faziam parte de uma estrutura ligada, pois apresentam uma assinatura peculiar em velocidade, em relação ao meio no qual se encontram (por exemplo, TriAnd na Figura 1.10). Mas a utilização desta técnica pode ser frustrada para objetos do tipo nuvem, que sugerem que uma mistura considerável ocorreu desde a acreção e, pelo menos parte, da informação dinâmica já foi perdida.

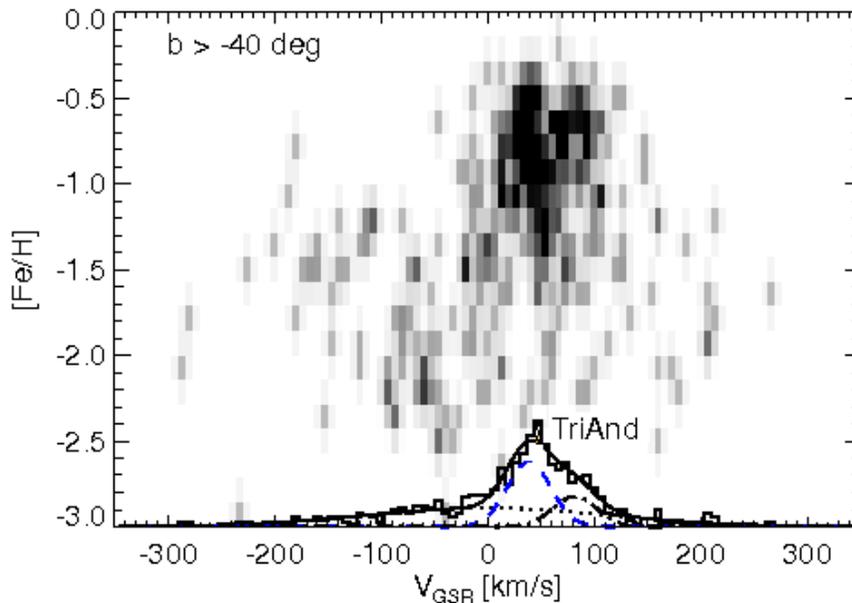


Figura 1.10: Relação entre velocidade galactocêntrica e metalicidade de estrelas gigantes do levantamento SEGUE, localizadas em  $b > -40^\circ$ . É possível identificar um excesso de estrelas para  $V_{\text{gsr}} = 50$  km/s. Crédito da imagem: Deason et al: (2014).

A distinção entre objetos acrecidos e as componentes da Galáxia também pode ser perceptível a partir de abundâncias químicas detalhadas. Objetos que têm sucessivas gerações de formação de estrelas terão histórico de formação estelar distintos, e suas abundâncias químicas detalhadas representam essa história. Assim, estrelas de objetos acrecidos ou da componente da galáxia apresentarão assinaturas químicas distintas que são representativas do seu ambiente de formação, como pode ser visto na Figura 1.10. Por isso, localizar grupos de estrelas com padrões de abundância química que não correspondam aos das estruturas clássicas da Galáxia *in situ* pode ser utilizado para identificar subestruturas e entender suas origens (e.g. Chou et al. 2010; Chou et al 2011).

Ainda que sejam parâmetros de extrema importância para a caracterização e confirmação da existência de destroços mareais, obter a composição química ou propriedades cinemáticas com precisão requer estudos espectroscópicos da amostra. Como a espectroscopia demanda um tempo de observação maior do que a fotometria, torna-se limitada a possibilidade de observar uma grande quantidade de estrelas e utilizar essa ferramenta para localização de subestruturas.

Embora cada parâmetro individualmente seja eficiente para identificação de subestruturas, uma melhor compreensão e análise do objeto pode ser realizada com conside-

ração simultânea de diversas variações desses espaços multiparamétricos (e.g. Belokurov et al. 2007b, Deason et al. 2014, Sheffield et al. 2014, entre outros), como representado na Figura 1.10. Mapas que relacionam diferentes variáveis permitem uma melhor identificação de populações estelares que destoam do padrão galáctico.

Contudo, a utilização dos parâmetros para identificar sobredensidades pode necessitar de técnicas para evidenciar o sinal das subestruturas. Por exemplo, na Figura 1.7 apenas parte da corrente mareal de Sagittarius pode ser identificada; o restante da corrente não pode ser distinguida pois não é numerosa o suficiente em comparação às estrelas do campo. Duas técnicas permitem evidenciar o sinal das subestruturas: técnica de filtro isocronal adaptado (en. *matching filter*) (e.g. Grillmair Grillmair 2006a; Grillmair 2006b; Grillmair 2009; Bonaca et al. 2012a) e mapas comparativos de densidade (Rocha-Pinto et al. 2006; Bonaca et al. 2012a).

A evidente preferência dos autores por essas duas técnicas e a eficiência em localizar subestruturas é devida à utilização de dados fotométricos, os quais são mais fáceis de serem obtidos em relação aos espectroscópicos, e também devido à grande quantidade de dados que podem ser analisados.

No cenário mais simples, durante a análise dos parâmetros, uma subestrutura pode ser definida como um grupo de estrelas que destoa do padrão galáctico. Neste caso, que é exemplificado pelas figuras acima nesta subseção, é possível obter as características e propriedades diretamente dos mapas. No entanto, outras subestruturas podem ser mais débeis, ou seja, a subestrutura pode não ser visualmente identificável nos mapas. Estes casos geralmente requerem a comparação da amostra ou com um modelo que simule os parâmetros da Galáxia ou com regiões próximas, nas quais é esperado não haver subestruturas. Para isso, do mapa de parâmetros observados referente à região onde está o possível objeto é subtraído o mapa de comparação (aquele de parâmetros simulados para a mesma região da Galáxia ou o de regiões vizinhas selecionadas). Se houver uma sobredensidade, o resíduo deve evidenciar uma estrutura localizada neste espaço de parâmetros, a partir do qual é possível selecionar as estrelas que são compatíveis com a pertinência à estrutura. Um exemplo muito comum da utilização desta técnica são as projeções em planos de referência. A Figura 1.11 é um exemplo de um mapa comparativo de dados observados e simulados, com projeção em coordenadas galácticas. No mapa observado não é possível identificar nenhuma estrutura além da esperada para o padrão galáctico. Após subtrair o mapa simulado do observado, o sinal da sobredensidade Virgo  $240^\circ < l < 330^\circ$  torna-se evidente.

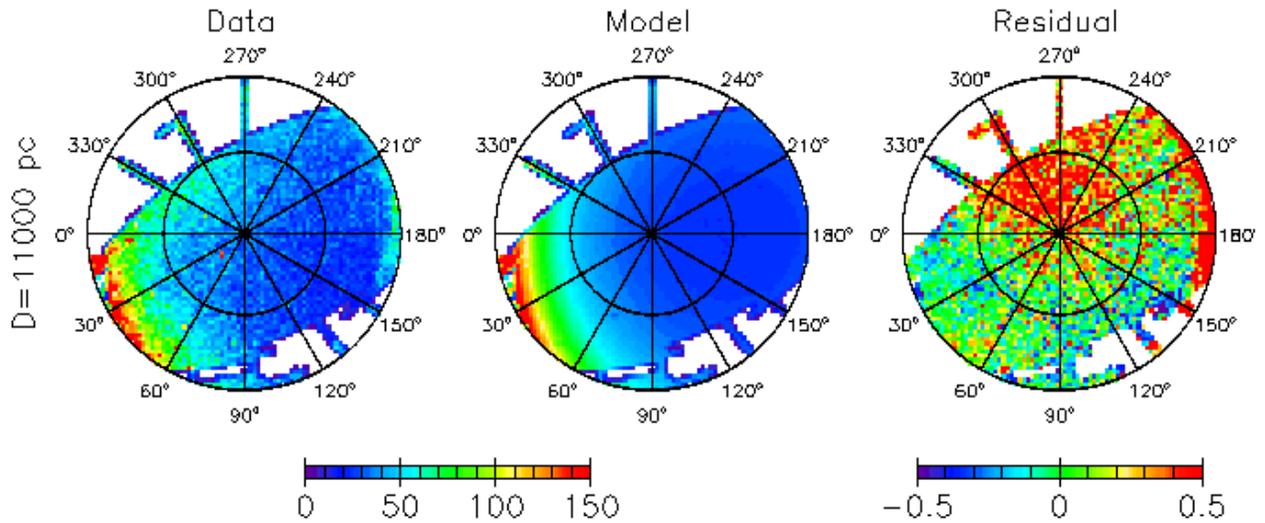


Figura 1.11: Densidade espacial de estrelas F, do SDSS, localizadas em  $\sim 11$  kpc em coordenadas galactocêntricas para a região norte do hemisfério galáctico. Da esquerda para a direita temos o mapa observado, simulado e o residual. A sobredensidade de Virgo por uma grande área em  $240^\circ < l < 330^\circ$ . Crédito da imagem: Bonaca et al. (2012a).

O filtro isocronal adaptado, que é utilizado apenas para aglomeração no espaço projetada em algum plano de referência, devido à quantidade de dados, intensifica o sinal das estruturas ao ponderar a importância de cada estrela na contagem segundo uma isócrona evolutiva previamente escolhida. Esta é uma das ferramentas mais poderosas para mapear e localizar subestruturas. Basicamente, a técnica do filtro isocronal adaptado atribui um peso de 0 a 1 a cada intervalo de cor e magnitude de um CMD obtido a partir da razão dos CMDs de uma amostra — observada ou simulada — e do campo. Este peso é calculado de modo a representar a razão

$$F_{\text{bins}} = \frac{p_{\text{iso}}(u - g, r)}{p_{\text{campo}}(u - g, r)}. \quad (1.4)$$

para um corte de cor e magnitude, onde  $p_{\text{iso}}$  é a probabilidade de que a estrela pertença à uma população estelar caracterizada por uma dada idade, metalicidade e distância, isto é, siga uma determinada isócrona; e  $p_{\text{campo}}$  é a probabilidade de que seja uma estrela do campo apenas coincidente em cor e magnitude. Sendo o  $F_{\text{bins}}$  apropriado a core magnitude utilizada para a no caso de um CMD ( $g-r, r$ ).

Estas probabilidades, ou pesos, de cada intervalo são aplicadas à amostra da região pretendida e possibilita a construção de gráficos de densidade onde a densidade

do campo estelar seja atenuada e fique fortemente evidenciado o destroço mareal. Uma alternativa ao popular método de utilizar uma população estelar inteira de um objeto progenitor típico (como um AG) é utilizar populações estelares simples simuladas.

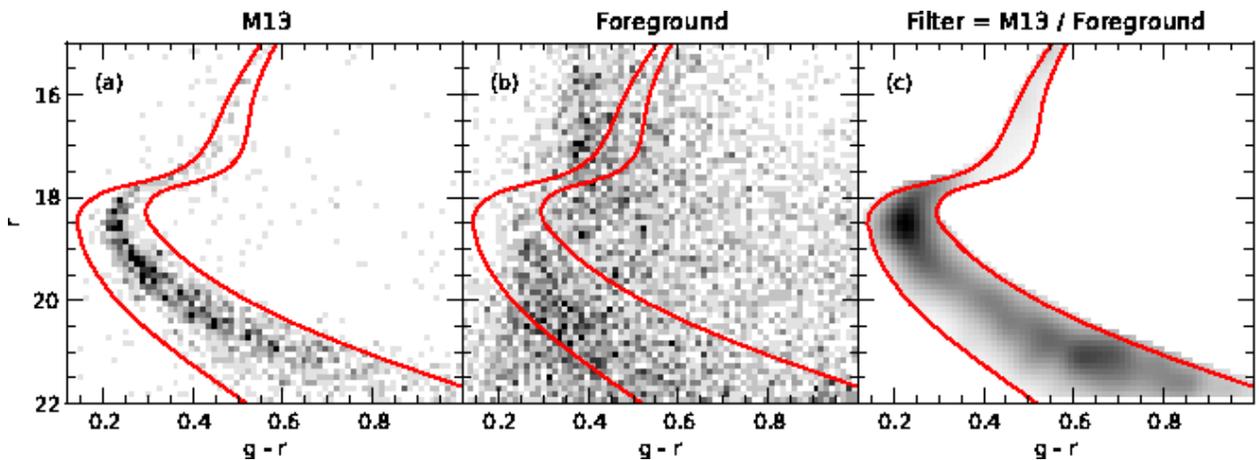


Figura 1.12: Método para obtenção de um filtro isocronal a partir do CMD de M31. O CMD do painel (a) contém a população estelar de M13 utilizada para obter  $p_{\text{iso}}$ , o CMD do painel (b) contém estrelas do campo utilizadas para a obtenção de  $p_{\text{campo}}$  e no CMD do painel (c) o filtro isocronal  $F_{\text{bins}}$ , o qual será aplicado a amostra. Saliento que o artigo não apresenta escala de cor para a  $F_{\text{bins}}$ . Crédito da imagem: Bonaca et al. (2012b)

A partir dos excessos das contagens estelares e, também, da amostra com peso atribuído pelo filtro isocronal, é possível construir gráficos de densidade estelar que são o principal meio utilizado para mapear e evidenciar subestruturas. Rotinas de estimação de densidade como o estimador de densidade do  $k$ -ésimo vizinho ( $k$ -NN) ou estimador de densidade por kernels (KDE) são utilizadas para auxiliar a evidenciar subestruturas muito débeis.

Belokurov (2013) atenta que embora o filtro isocronal adaptado produza bons resultados, há dois problemas de difícil solução: o primeiro é conseguir utilizar a técnica em objetos dissolvidos ou muito tênues, pois não será possível amplificar o sinal devido o baixo número de estrelas; o segundo é que destroços mareais, além de poder cobrir uma grande área no céu, interagem com o potencial da Galáxia, e isso resulta que os destroços estão localizados em diferentes distâncias heliocêntricas, ao passo que o método em questão considera que a distância seja fixa. Além disso, deve-se ter cuidado com a comparação estatística entre amostra observada e simulada, pois uma subestrutura que seja definida como um grupo de estrelas estatisticamente significativo sobre o padrão local geralmente requer alguma comparação com um modelo da Galáxia, e isso pode também ser fonte

de interpretações errôneas, como pode ser o caso da discussão sobre a sobredensidade Monoceros, discutido brevemente na Seção 1.3.3.

### 1.3.3 Inventário das subestruturas conhecidas

A melhor evidência de que processos de fusões hierárquicas contribuíram significativamente para a construção da Galáxia e continuam contribuindo até hoje é o primeiro descoberto e o mais bem estudado destroço mareal que possui correntes estelares associadas. Localizada a uma distância de 25 kpc do Sol, a galáxia Sagittarius foi descoberta por Ibata et al. (1994) durante um estudo espectroscópico do bojo da Via Láctea. A possibilidade de estar em dissolução mareal foi teorizada por Ibata et al. (1997), segundo os quais Sagittarius orbita a Via Láctea com um período de 1 Ga e pode ter sido capturada há 10 Ga. Mas a dimensão dos efeitos sofridos pela interação com a Galáxia apenas se tornou aparente após levantamentos de grande parte do céu como o 2MASS e o SDSS. Majewski et al. (2003), utilizando estrelas gigantes M selecionadas a partir de um corte em cor e magnitude apropriado, apresentaram o primeiro mapa, reproduzido na Figura 1.13, no qual é possível visualizar o conteúdo estelar da galáxia anã elíptica Sagittarius (SagDEG<sup>8</sup>) a dispersar-se pelo halo da Galáxia como uma longa corrente estelar.

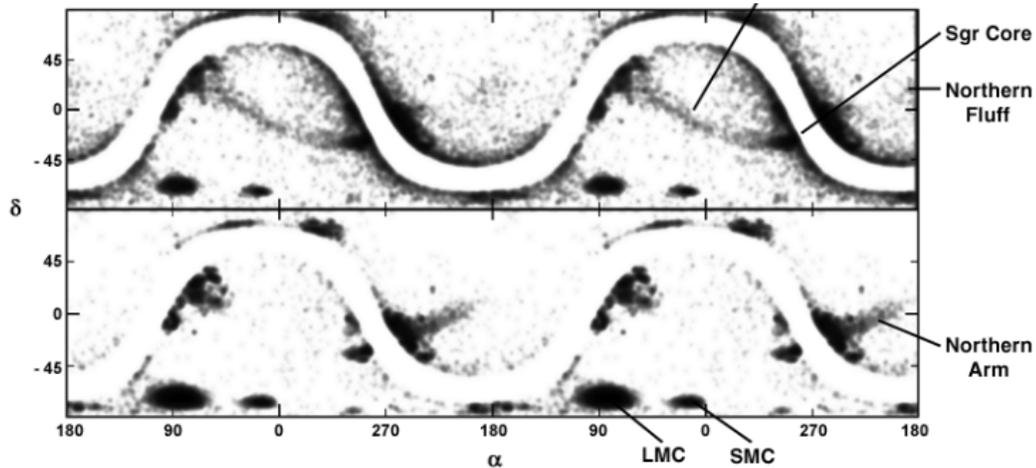


Figura 1.13: Mapa de distribuição de estrelas gigantes M observadas com o 2MASS, em coordenadas de ascensão reta e declinação. A faixa de ascensão reta é repetida para comparação e identificação das partes da corrente mareal de Sagittarius. Crédito da imagem: Majewski et al. (2003).

<sup>8</sup>Do termo em inglês *Sagittarius Dwarf Elliptical Galaxy*.

Estudos espectroscópicos de estrelas situadas no centro de SagDEG e ao longo de seus braços mareais mostram uma população pobre em metais, e com uma grande variação de metalicidade  $[Fe/H]$  entre  $-1.6$  a  $0.0$  dex. A população central tem uma metalicidade média  $[Fe/H] \approx -0.4$  dex, com moda em  $\approx -0.3$  dex, enquanto o braço dianteiro contém estrelas mais pobres,  $[Fe/H] \approx -1.1$  dex (Chou et al. 2007).

Quatro aglomerados globulares (Arp 2, M54, Terzan 7 e Terzan 8) estão associados com Sagittarius, e possivelmente Pal 12 estivesse associado com Sagittarius, mas posteriormente foi capturado pela Via Láctea (Sbordone et al. 2007).

Outra subestrutura estelar importante, descoberta há pouco mais de uma década por Newberg et al. (2002), é Monoceros, também conhecida como Estrutura Estelar do Anticentro Galáctico (*Galactic Anticenter Stellar Structure*; GASS). Ibata et al. (2003) e Yanny et al (2003) mostraram que a estrutura Monoceros se estende por mais de 100 graus na esfera celeste, mas divergem quanto à interpretação de sua origem. Para esses, Monoceros foi formada pelo destroçamento gravitacional de uma galáxia satélite similar a Sagittarius, enquanto para aqueles trata-se de um anel circungaláctico, formado em interações primevas.

A natureza de Monoceros, ainda em meio a um caloroso debate (cf. Bellazzini et al. 2004, 2006; Martin et al. 2004; de Jong et al. 2007; Momany et al. 2004, 2006; Moitinho et al. 2006; López-Corredoira et al. 2007, Slater et al. 2014, entre outros), pode ser atribuída a uma corrente estelar resultante da dissolução de uma galáxia anã (Martin et al. 2004; Rocha-Pinto et al. 2006; e outros) ou ao possível empenamento do disco (Momany et al. 2006; Mateu et al. 2009).

Diversos trabalhos (e.g. Momany et al. 2004, 2006; López-Corredoira et al. 2007) relacionam o excesso encontrado na constelação de Canis Major e Monoceros com uma má interpretação observacional fomentada pelos modelos galácticos limitados na descrição do empenamento, esgarçamento e limite do disco. Segundo Rocha-Pinto et al. (2006), o suposto núcleo da população estelar de Canis Major seria um artifício da análise dos dados, devido a uma janela de baixa extinção, pois estaria provavelmente conectada com a sobredensidade Argo, mais densa e mais próxima ao plano galáctico, como pode ser visto na Figura 1.14. Para Bellazzini et al. (2006), Argo coincidiria com o máximo do empenamento do disco implicando que Argo não seria uma subestrutura mas, sim, parte da Galáxia. No entanto, Momany et al. (2006) mostram que o máximo do empenamento, na realidade, coincide com Canis Major, embora não tenham quantificado a influência do

empenamento na região de Argo, que permanece pouco explorada na literatura.

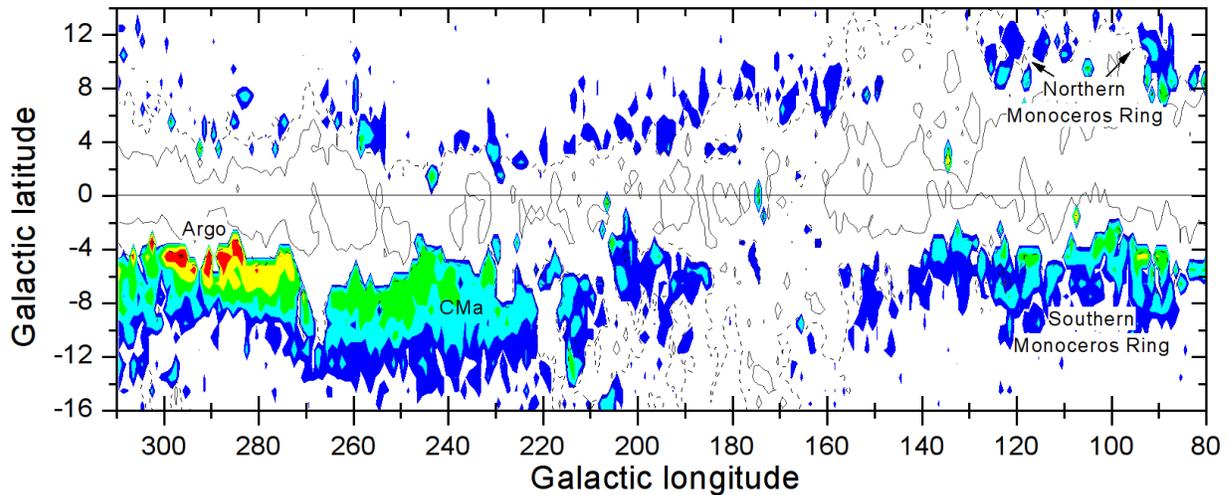


Figura 1.14: Densidade estelar de gigantes tardias com respeito a dados simulados projetados na esfera celeste para distância entre 6 a 20 kpc. A figura indica que a sobredensidade de Canis Major é na realidade parte de Argo. Crédito da imagem: Rocha-Pinto.

A Corrente Órfã (Belokurov et al. 2006; Grillmair 2006b), que é visível na Figura 1.4 como uma corrente que cruza a corrente de Sagittarius quase perpendicularmente, a corrente Styx (Grillmair, 2009), a corrente polar Cetus (Newberg et al. 2009), e a corrente Triangulum (Bonaca et al. 2012b; Martin et al. 2013), também conhecida como corrente Pisces, podem ser resultado da acreção de satélites muito débeis, pois não têm um progenitor associado conhecido. Essas correntes apresentam características de que seus progenitores são algo entre AGs e satélites anãs, podendo sua origem ser atribuída a satélites muito débeis imersos em halos de matéria escura (como, talvez, SEGUE 1 — Belokurov et al. 2007a). Uma lista dos sistemas em processo de dissolução na Via Láctea é mostrada na Tabela 1.1.

Com uma morfologia distinta das demais correntes, outras subestruturas fascinantes sem progenitor conhecido são as gigantescas sobredensidades estelares tipo nuvem: Triangulum-Andromeda (TriAnd; Rocha-Pinto et al. 2004; Majewski et al. 2004), Hercules-Aquila (Belokurov et al. 2007b; Watkins et al. 2009; Sesar et al. 2010; Simion et al. 2014), Virgo (VOD; Vivas et al. 2001; Jurić et al. 2006; Bonaca et al. 2012a) e Pisces (Sesar et al. 2007; Watkins et al. 2009; Sesar et al. 2010). Triangulum-Andromeda, objeto de estudo desse trabalho, é discutida na seção 1.4. A sobredensidade de Virgo está localizada a  $\approx 20$  kpc, estende-se por mais de 1000 graus quadrados na esfera celeste e

Tabela 1.1: Correntes e subestruturas do tipo nuvem.

Correntes mareais				
Nome	Coordenadas Galácticas		Progenitor	Fonte.
	longitude	latitude		
Corrente Sagittarius	Várias		G	1
Monoceros (?)	200	< 22	G	2
Corrente de Virgo	298	62	G	3
Corrente polar Cetus	143	-58	G	4
Corrente Styx*	194	20	G	5
Corrente Orfã	240	51	A	6,7
Corrente Acheron*	259	21	A	5
Corrente Lethe*	171	18	A	5
Corrente Cocytos*	259	20	A	5
Corrente Triangulum	135	-37	A	8
Grillmair-Dionatos 1	180	55	?	9
Palomar 5	0.85	45.86	A	10
Sobredensidades tipo nuvem				
Nome	Coordenadas galácticas		Progenitor	Fonte
	longitude	latitude		
TriAnd	125	-30	G	11
TriAnd2	125	-30	G	12
Virgo	262	53.2	G	13
Hercules-Aquila	40	0	G	14
Pisces	80	-55	G	15

Referências: 1, Majewski et al. (2003); 2, Newberg et al. (2002); 3, Duffau et al. (2006); 4, Newberg et al. (2009); 5, Grillmair (2009); 6, Grillmair (2006b); 7, Belokurov et al. (2006); 8, Bonaca et al. (2012b); 9, Grillmair & Dionatos (2006); 10, Rockosi et al. (2002); 11, Rocha-Pinto et al. (2004); Majewski et al. (2004); 12, Martin et al. (2007); 13, Vivas et al. (2001); 14, Belokurov et al. (2007b); 15, Sesar et al. (2007); Watkins et al. (2009)

\* = sistema equatorial de coordenadas

sua origem provavelmente está associada à dissolução de uma galáxia anã (Bonaca et al. 2012a). Outra sobredensidade do tipo nuvem é Hercules-Aquila (HerAq), localizada entre  $30^\circ < l < 55^\circ$  e  $-45^\circ < b < -25^\circ$ , está distribuída em distância heliocêntrica entre 15 e 25 kpc, segundo uma análise mais recente baseada em estrelas RR Lyrae (Simion et al. 2014). Pisces é a mais distante sobredensidade conhecida,  $\sim 80$  kpc, centrada em  $(l,b) \sim (80^\circ, -55^\circ)$ ; foi descoberta através de excesso em RR Lyrae na Stripe 82 do SDSS.

Causas para a morfologia, pouco intuitiva, dessas sobredensidades do tipo nuvem

eram desconhecidas até o fim da década passada. Johnston et al. (2008) foram os primeiros a lançar uma possível explicação para a natureza dessas morfologias. Estudando o halo estelar e a história de acreção de galáxias, fizeram simulações de sistemas estelares ao redor de galáxias similares à Via Láctea que se formam e evoluem dentro do contexto do modelo  $\Lambda$ CDM. Obtiveram diversos sistemas estelares, em órbita de galáxias do tipo Via Láctea, cujo processo de dissolução forma correntes mareais que poderiam ser vistas por um observador da Terra como uma sobredensidade do tipo nuvem. Satélites com alta excentricidade orbital seriam responsáveis pela formação desse tipo de morfologia, como pode ser visto na Figura 1.15, que compara o resultado da dissolução de satélites com órbitas em diferentes excentricidades.

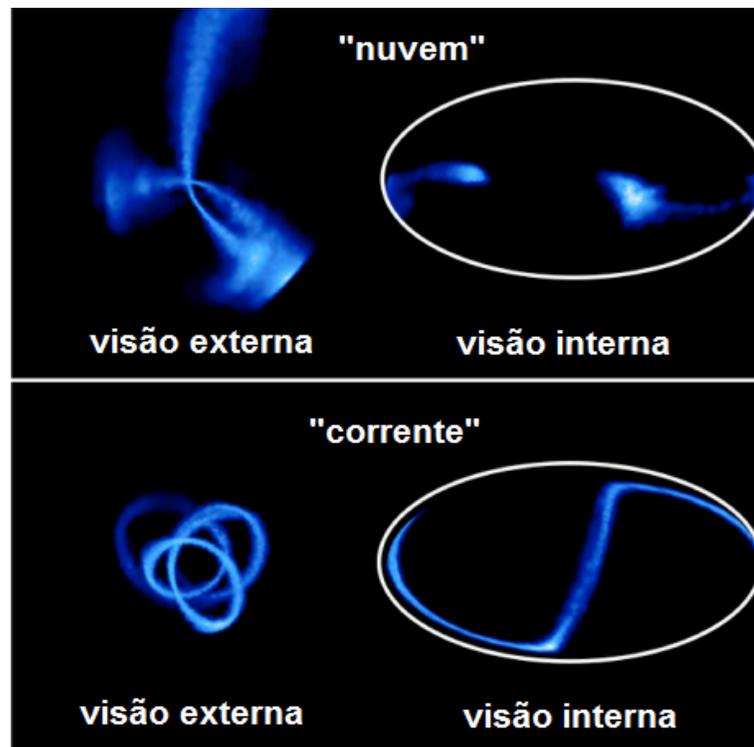


Figura 1.15: Morfologia dos destroços mareais de acordo com a órbita do progenitor. Nas figuras do lado direito vemos o destroço mareal de uma visão externa à Galáxia, e do lado direito, o que seria equivalente a uma visão interna. As figuras do tipo “nuvem” seriam resultantes de interações entre um satélite de órbita mais excêntrica do que os que resultam em “correntes”. Crédito da imagem: Johnston et al. (2008).

## 1.4 Triangulum-Andromeda

A sobredensidade do tipo nuvem Triangulum-Andromeda localizada no halo galáctico foi descoberta por Rocha-Pinto et al. (2004; RP04), usando uma amostra de candidatas a gigantes M do 2MASS, e por Majewski et al. (2004; Maj04), utilizando estrelas do ponto de desligamento da sequência principal obtidas em um levantamento fotométrico de M 31 (Ostheimer 2002).

RP04 separaram sua amostra de estrelas em subcampos de 4 graus quadrados. Como não tinham as magnitudes absolutas da amostra utilizaram uma função de densidade de probabilidade da distância para estimar a distância mais provável em que as estrelas estariam se pudessemos representar a incerteza em sua metalicidade por uma distribuição gaussiana com pico em  $[Fe/H] = -1.0$  e dispersão de 0.4 dex. Buscando por assimetrias na densidade estelar — a existência dessas representaria possíveis subestruturas galácticas — para diferentes faixas de distâncias, observaram; entre 15 e 30 kpc do Sol, uma grande e difusa estrutura estelar entre as coordenadas  $100^\circ < l < 150^\circ$  e  $-20^\circ > b > -45^\circ$  e com uma maior densidade centrada em  $(l, b) = (110^\circ, -30^\circ)$ , o que poderia sugerir um núcleo remanescente de um sistema estelar, como pode ser visto no mapa da descoberta de TriAnd, na Figura 1.16.

Martin et al. (2007) com dados do levantamento fotométrico profundo MegaCam, realizado na vizinhança de M 31, distinguiram duas sequências principais no CMD das estrelas de sua amostra, onde RP04 e Maj04 em suas análises haviam localizado apenas a sequência principal de TriAnd. Martin et al. (2007) sugeriram chamar a sequência mais densa de TriAnd1 ( $\sim 23$  kpc), a qual é compatível com as características de TriAnd (motivo pelo qual não adotaremos a denominação TriAnd1), e a segunda, mais distante ( $\sim 28$  kpc) e tênue, de TriAnd 2. Seus mapas de densidade não localizaram nenhum sinal de uma estrutura definida no céu, reforçando a ideia de TriAnd ser uma estrutura do tipo nuvem.

O primeiro trabalho dedicado à análise química de TriAnd foi realizado por Chou et al. (2011) e tinha como um dos objetivos investigar se TriAnd era parte da corrente Monoceros, como proposto por RP04 e discutido em Peñarrubia et al. (2005). Com espectroscopia de alta resolução observaram seis estrelas, identificadas previamente por RP04 como integrantes de TriAnd, e encontraram que Monoceros e SagDEG não apresentam o mesmo padrão químico que TriAnd, o que torna pouco provável uma associação entre esses objetos.

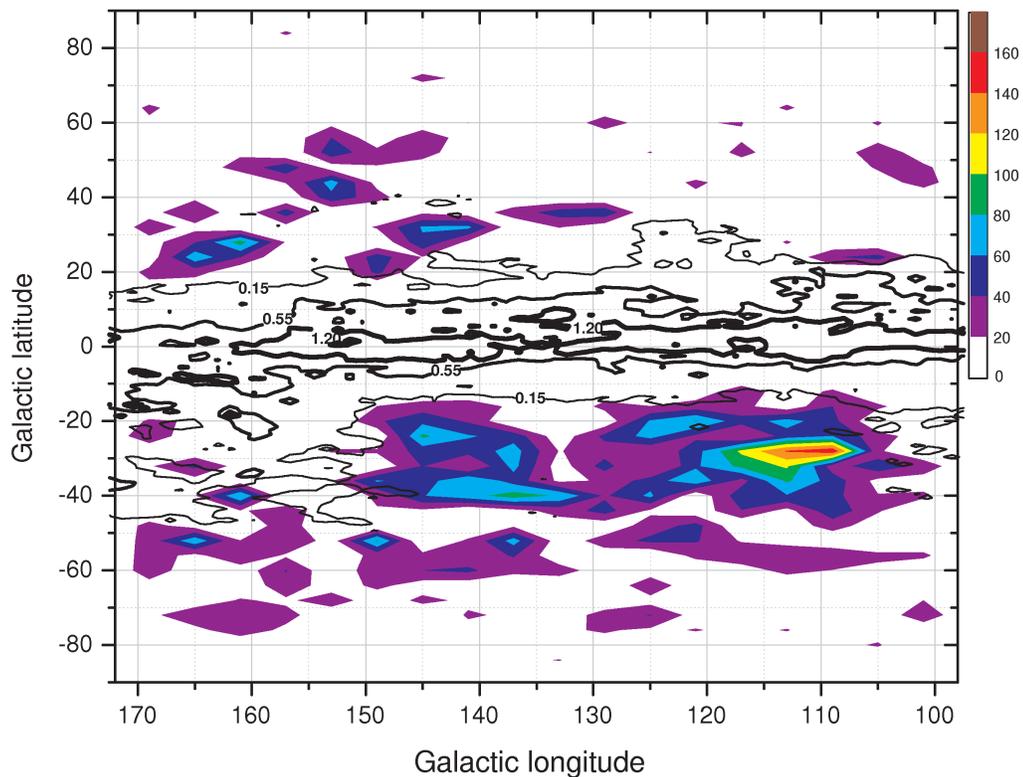


Figura 1.16: Grande e tênue sobredensidade de candidatas a gigante M do 2MASS. O excesso entre  $100^\circ < l < 150^\circ$  e  $-20^\circ > b > -45^\circ$  é a sobredensidade TriAnd. Os contornos não preenchidos são diferentes níveis de avermelhamento  $E(B - V)$ : 0.15, 0.55 e 1.20. Crédito da imagem: Rocha-Pinto et al. (2004).

Sheffield et al. (2014; aqui referido como S14; “no prelo”), ao revisitar dados do 2MASS para melhor entender a natureza de Triangulum-Andromeda, encontraram um sinal da sequência de gigantes vermelhas de TriAnd 2, que não fora notado por RP04, pois devido à grande incerteza na metalicidade que adotaram para TriAnd, a função de densidade de probabilidade de distância de suas estrelas ficou muito alargada, não permitindo distinguir as duas estruturas. S14 relatam, também, um possível efeito de seleção na amostra espectroscópica de RP04, uma vez que esses autores buscaram diminuir as chances de observar estrelas membros de Monoceros — mais próximas e brilhantes — optado sistematicamente por observar estrelas menos brilhantes, o que resultou na observação principalmente de estrelas de TriAnd 2. Dessa forma, o mapa da descoberta de TriAnd não continha apenas estrelas de TriAnd, como poderia sugerir as distâncias estimadas para TriAnd e TriAnd 2 por Martin et al. (2007), mas também de TriAnd 2 devido à ampla faixa de distância adotada por RP04 (15 a 30 kpc).

Há poucos meses, Martin et al. (2014; Mar14) construíram mapas de densidade que incluem a região de TriAnd, para quatro distintos cortes em cor e magnitude, utilizando dados do levantamento *Pan-Andromeda Archaeological Survey* (PAndAS), o qual cobre uma área de 360 graus quadrados, maior que o levantamento MegaCam, e mais profundo ( $g = 26.5, i = 25.5$ ) que os levantamentos SDSS e MegaCam. No mapa de densidade do terceiro e quarto corte, veja a Figura 1.17, que equivalem respectivamente em distância heliocêntrica a  $\sim 17$  e  $27$  kpc, é possível ver diversas subestruturas do halo da Galáxia.

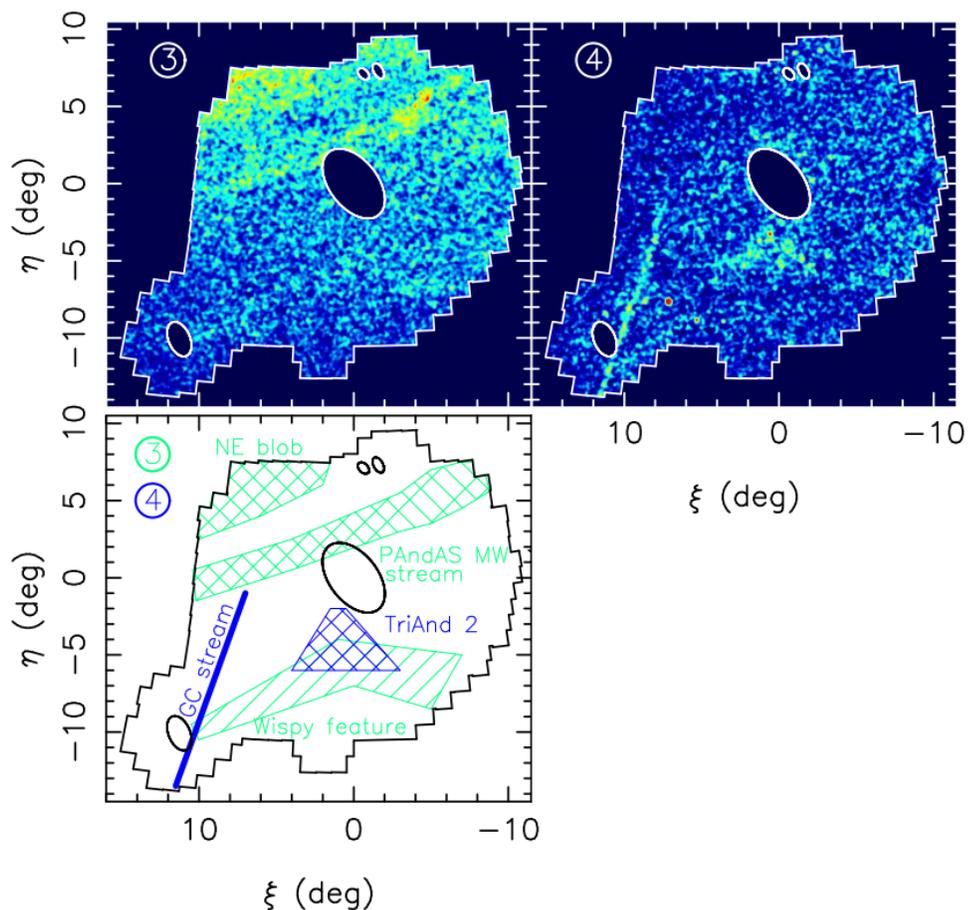


Figura 1.17: Parte dos mapas de densidade para diferentes cortes de cor e magnitude do levantamento PAndAS, junto com uma ilustração que identifica a posição espacial das subestruturas identificadas pelos autores. TriAnd (na interpretação restritiva de Martin et al. (2014)) é identificada no painel de número 3 e representada na ilustração como uma estrutura localizada em uma pequena faixa de área (“wispy feature”) em comparação com o mapa de RP04. No painel 3 haveria ainda duas outras subestruturas a corrente PAndAS MW e uma sobredensidade no canto superior esquerdo que são representadas na ilustração com a cor verde. TriAnd 2 e a corrente Triangulum aparecem na ilustração em cor azul, sendo que TriAnd 2, no painel 4, também fora representada como uma estrutura bastante delimitada espacialmente. Crédito da imagem: Martin et al. (2014).

Mar14 selecionaram cinco áreas dentre as sobredensidades encontradas nos mapas de densidade para analisar seus CMDs. Por ser mais larga e mais avermelhada, a estrutura TriAnd, em seu trabalho denominada “wispy feature”, estaria localizada em  $(\xi, \eta) \sim (0, -7)$  — no sistema de coordenadas centrado em M31 —, contrariando os resultados anteriores de que TriAnd é uma sobredensidade do tipo nuvem. S14 discordam desta interpretação de que TriAnd estaria delimitada nesta pequena região, pois a densidade estelar da “wispy feature” não se destaca da densidade do campo da Figura 1.17 (painel da esquerda). Sendo assim, “wispy feature” seria apenas um leve excesso da sobredensidade que se distribui em toda área de cobertura do levantamento PAndAs.

Ainda na Figura 1.17 é possível distinguir a existência da corrente PAndAS MW e “Blob”, uma estrutura no canto superior esquerdo da Figura 1.17(3) a qual deve se estender por uma maior área que a cobertura do levantamento. S14 e Deason et al. (2014) indicam que PAndAs e demais subestruturas localizadas por Mar14 são parte do amontoado difuso que RP04 chamou de TriAnd e não apenas a “wispy feature”. No entanto, devido a profundidade do levantamento PAndAs torna-se possível através de uma melhor resolução identificar diferentes excessos dentro da região de TriAnd. Dessa forma, esses excessos, que fazem parte da sobredensidade TriAnd, tanto podem ser objetos distintos que foram acrecidos em um grupo, quanto parte de uma estrutura maior.

Por fim, de acordo com os trabalhos discutidos nessa seção, os valores da distância heliocêntrica, metalicidade e idade de TriAnd variam entre 15 e 22 kpc,  $-0.65$  e  $-1.2$  dex e de 8 a 10 Ga, respectivamente. Tais parâmetros serão analisados e discutidos na Seção 3.1.1.

## 1.5 Resumo da dissertação

Diversos aglomerados globulares e galáxias anãs cercam a Via Láctea. Alguns desses sistemas estelares estão em processo de dissolução ou foram completamente dissolvidos devido à interação com a Galáxia, povoando o halo com suas estrelas. Estes destroços mareais são de grande importância para investigar a formação das galáxias e sua evolução. Com a intenção de cartografar a estrutura de Triangulum-Andromeda para entender melhor sua origem, estrutura e contribuição para o halo galáctico, esta dissertação analisará através de diversas técnicas dados espectrofotométricos obtidos da base de dados do SDSS.

Esta dissertação é constituída por mais 3 capítulos. No Capítulo 2 discutimos a obtenção e seleção da amostra que utilizaremos para analisar TriAnd. No capítulo 3 e 4, respectivamente, apresentamos os resultados obtidos com dados fotométricos e espectroscópicos e fazemos uma análise com base em resultados de trabalhos encontrados na literatura. As conclusões do trabalho serão apresentadas no capítulo 5.

# Capítulo 2

## A amostra

*The sky calls to us.*

---

Carl Sagan

Neste capítulo, descrevemos o processo de seleção das amostras observacional e simulada para estudar a subestrutura do halo galáctico Triangulum-Andromeda. Toda a amostra observada fotométrica e espectroscopicamente provém do SDSS, pois esse é o único levantamento fotométrico que cobre, quase que na totalidade, a região de TriAnd, além de possuir a profundidade necessária nas observações e contar com uma grande quantidade de dados espectroscópicos disponíveis. Tanto a fotometria SDSS quanto a espectroscopia SEGUE permitem fazer a cartografia, mesmo que parcial, de Triangulum-Andromeda.

Optamos por realizar comparações entre a densidade estelar projetada na esfera celeste e simulações desta mesma densidade, esperadas para um modelo galáctico típico, com vistas a cartografar o sinal de TriAnd. Poderíamos empregar outras técnicas, tais como mostradas na Seção 1.3.2, mas nos pareceram menos apropriadas. Por exemplo, a densidade residual poderia ser obtida dos próprios dados, sem a necessidade de simulações, se tivéssemos uma estimativa empírica adequada para a densidade das estrelas provenientes do campo galáctico, o que não é possível em função da vasta área coberta por TriAnd — a julgar pelo mapa de candidatas a gigantes M de Rocha-Pinto et al. (2004) — o que dificulta encontrar regiões próximas, sem o possível sinal de TriAnd, para subtração. O filtro isocronal adaptado era uma outra opção para mapeamento da estrutura, mas, como visto na Seção 1.3.2, no caso de estruturas muito tênues, ele pode não conseguir amplificar o sinal da estrutura. Não é de todo surpreendente que Bonaca et al. (2012a) não

tenham encontrado o sinal de TriAnd utilizando esta técnica para mapear a corrente de Triangulum.

## 2.1 O *Sloan Digital Sky Survey*

Iniciado no ano 2000, o SDSS é uma grande colaboração astronômica internacional e pode ser considerado um dos projetos astronômicos mais bem sucedidos devido às descobertas que proporcionou nas mais diversas áreas da Astronomia. O levantamento é constituído de três distintas fases de operações (SDSS-I de 2000-2005, York et al. 2000; SDSS-II de 2005-2008 e SDSS III de 2010-2014, Eisenstein et al. 2011) e, em breve, deve iniciar a quarta fase. Na primeira fase de operação, imageou mais de 8000 graus quadrados do céu e obteve espectros de galáxias e quasares que foram selecionados desse imageamento. A segunda fase era composta de três levantamentos: *Sloan Legacy Survey* (York et al. 2000), *Sloan Extension for Galactic Understanding and Exploration* (SEGUE, posteriormente, SEGUE 1; Yanny et al. 2009) e *Sloan Supernova Survey* (Frieman et al. 2008). A terceira fase foi composta de quatro levantamentos: *Baryon Oscillation Spectroscopic Survey* (BOSS; Dawson et al. 2013), *APO Galactic Evolution Experiment* (APOGEE; Majewski et al. em preparação), *Multi-object APO Radial Velocity Exoplanet Large-area Survey* (Marvels) e *Sloan Extension for Galactic Understanding and Exploration 2* (SEGUE 2).

O levantamento está sendo realizado no telescópio de 2.5 metros localizado no Observatório Apache Point em Novo Mexico, o qual mapeou um pouco mais de  $\sim 1/4$  do céu, cobrindo principalmente uma área próxima ao polo norte galáctico. O telescópio possui dois instrumentos: uma câmera para imageamento e três espectrógrafos. O imageamento é realizado por um conjunto de trinta câmeras CCD (ver Figura 2.1) de  $2048 \times 2048$  píxeis (Gunn et al. 1998) que cobrem seis linhas de varredura, cada uma com 13.6 minutos de arco de largura. Cada linha é imageada entre 3000 a 11000 Å, mediante cinco filtros óticos:  $u$ ,  $g$ ,  $r$ ,  $i$  e  $z$  no sistema de magnitude AB com completeza respectiva de 22.0, 22.2, 22.2, 21.3 e 20.5 (Stoughton et al. 2002). A obtenção de dados espectroscópios do SEGUE é realizada usando dois espectrógrafos que recebem parte da luz que foi separada por um dicróico em aproximadamente 6000 Å. Como são utilizadas 640 fibras por placa, isso permite que se possa obter parte do espectro no azul e no vermelho de 640 objetos simultaneamente. Cada fibra possui uma cobertura de 3800-9200 Å, com uma resolução de 1500-3800.

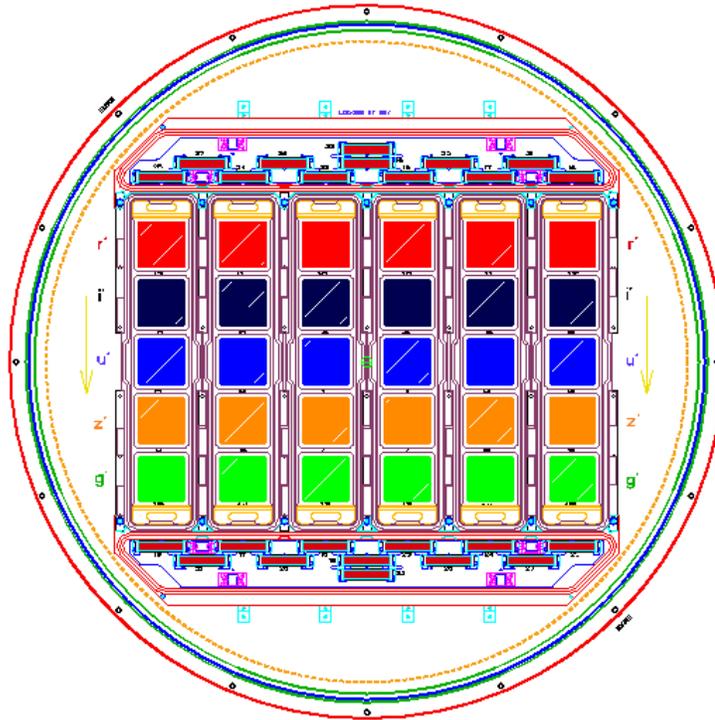


Figura 2.1: Esquema representativo do detector usado nas observações fotométricas do SDSS. A câmera contém 30 CCDs fotométricos com 6 colunas de CCDs que contêm 5 filtros diferentes. As setas indicam o sentido do movimento das estrelas sobre a câmera, para que seja possível observar a mesma estrela em todos filtros. Crédito da imagem: <http://www.astro.princeton.edu/PBOOK/camera/camera.htm>

Observou-se no levantamento, através de fotometria e espectroscopia, respectivamente 500 e 2.5 milhões de estrelas e galáxias, que contabilizam um volume total de  $\sim 60$  TB em 14555 graus quadrados. Desses 2.5 milhões, SEGUE — que foi projetado para investigar a estrutura da Galáxia — e SEGUE II — que estava focado no halo estelar da Galáxia — obtiveram respectivamente  $\sim 240000$  e  $\sim 118000$  espectros. São espectros de estrelas de tipos variados, limitados em magnitude por  $14.0 < g < 20.3$ , em diversos campos, com resolução moderada ( $R \sim 1800$ ) e cobertura espectral de  $3900 \text{ \AA}$  a  $9000 \text{ \AA}$ .

As imagens e espectros do SDSS são processados automaticamente através de pipelines que medem as propriedades fotométricas, espectroscópicas e astrométricas. Por fim, os dados são disponibilizados via web pelo CasJobs (en. *Catalog Archive Server Jobs*) através de buscas SQL (*Structured Query Language*, para buscas em banco de dados). Informação adicional a respeito do imageamento, espectroscopia e demais especificações técnicas do SDSS, calibrações e procedimentos podem ser obtidos nos *Data Release* (Ahn

et al. 2012; Ahn et al. 2014).

### 2.1.1 Dados fotométricos

Os dados fotométricos utilizados no presente trabalho foram obtidos a partir do catálogo SDSS DR9 (Ahn et al. 2012). TriAnd é, supostamente, uma extensa sobredensidade do tipo nuvem, localizada no hemisfério sul galáctico e situada entre 15 e 23 kpc do Sol. Isso faz com que o ponto de desligamento de sua sequência principal fique em torno de  $20 < r < 21$ , próximo ao limite de completude do SDSS.

A fim de mapear a estrutura de Triangulum-Andromeda, utilizamos dados fotométricos, com corte em magnitude  $r < 23$ , numa grande área que cobre  $90^\circ < l < 160^\circ$  e  $0^\circ > b > -60^\circ$  e que contempla toda a possível área da sobredensidade, como pode ser visto na Figura 2.2. A amostra completa, na extensão *fits*, ocupa 3.6 GB do disco e tem  $\sim 31.5$  milhões de estrelas.

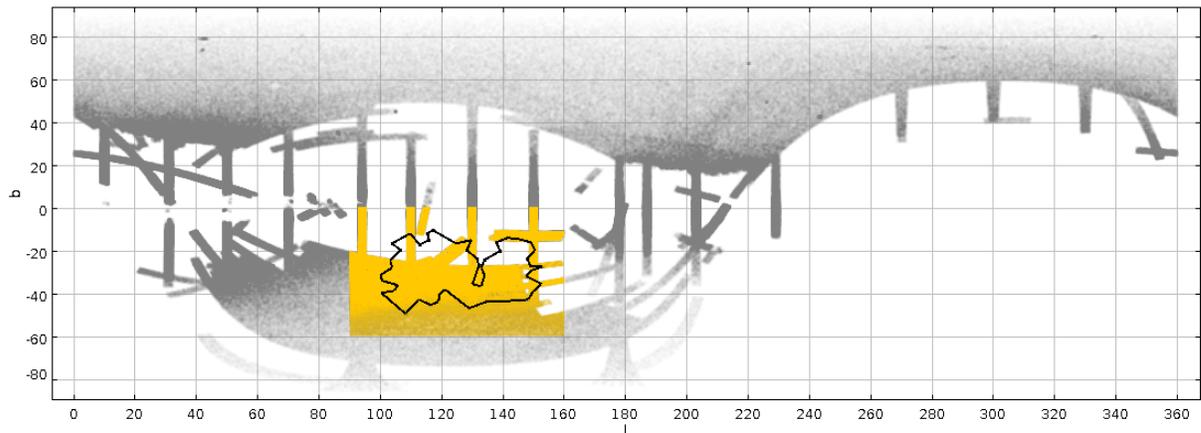


Figura 2.2: Distribuição de estrelas em coordenadas galácticas da nossa amostra, em amarelo, para efeito de comparação com a área de cobertura pelo SDSS (mesma amostra da Figura 1.7), em cinza. Em preto, o delineamento da sobredensidade TriAnd representada por excessos de candidatas a gigante M do 2MASS, segundo RP04.

Um diagrama cor–magnitude para todas as estrelas compreendidas no corte de magnitude e área dos dados do SDSS DR9 pode ser visto na Figura 2.3 (a). Embora as populações se sobreponham em certo grau, podemos descrever a localização das principais populações presentes neste CMD a partir da Figura 2.3 (b), que foi feita com dados simulados (discutidos na subseção 2.2): o disco fino é predominante em  $(g - r) \sim 0.5$ ,  $r \sim 14$  e  $(g - r) \sim 1.5$ ,  $16 < r < 20$ , mas perde importância em valores mais altos de magnitude,

onde o disco espesso, por se estender até mais longe, passa a predominar; as estrelas anãs do halo (em vermelho) são predominantes na região compreendida entre  $20 < r < 21$  e  $0.1 < (g - r) < 0.8$ . No painel (a) é possível ver também o sinal de TriAnd, uma estrutura estreita no CMD, que se sobrepõem à região dominado pelo halo, semelhante a uma sequência principal cujo o ponto de desligamento situa-se em  $(g - r) \sim 0.35, r \sim 20$ . Essa estrutura fina é característica de um objeto que está localizado em uma faixa de distância heliocêntrica muito pequena.

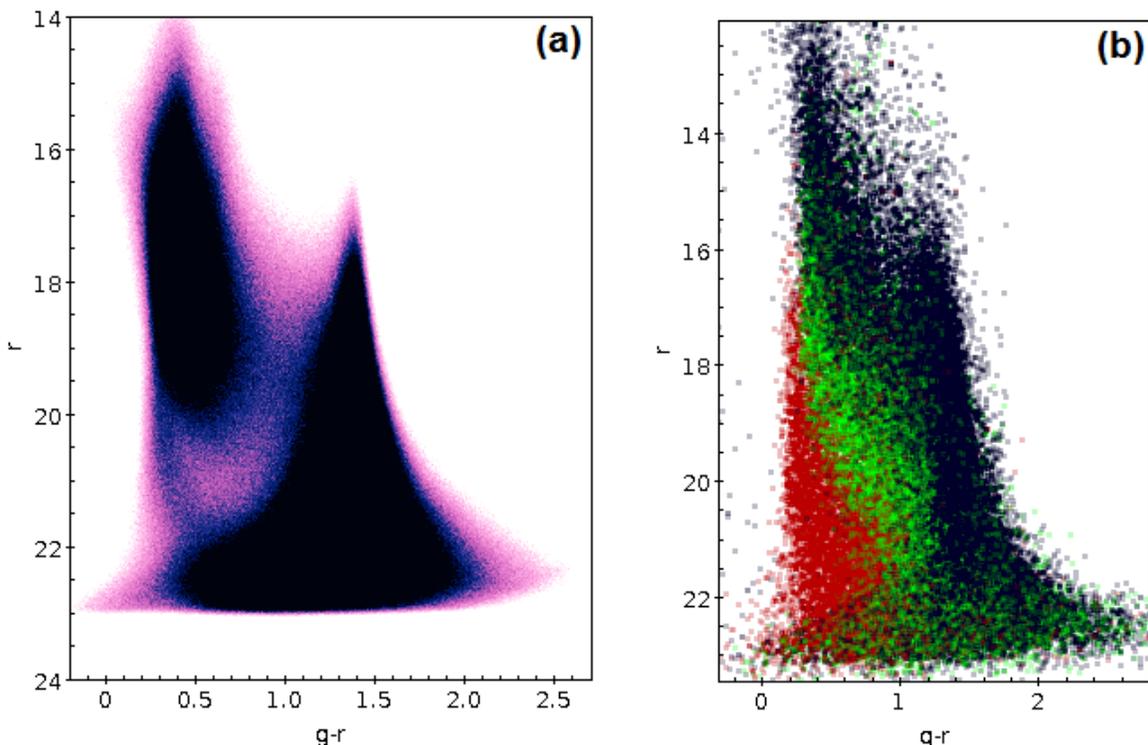


Figura 2.3: Painel da esquerda: Diagrama cor–magnitude das 31.5 milhões de estrelas da amostra do SDSS DR9 que cobrem a região  $90^\circ < l < 160^\circ$  e  $0^\circ > b > -60^\circ$ . Em  $(g - r) \sim 0.35$  e  $r \sim 20$  localiza-se o ponto de desligamento da sequência principal de TriAnd. Usamos transparência para representar melhor a sobreposição dos dados no CMD. Painel da direita: Diagrama cor magnitude de uma amostra estelar simulada; as cores indicam as áreas do CMD cobertas por estrelas do disco fino (preto), disco espesso (verde) e halo (vermelho).

### 2.1.1.1 Critérios de seleção e buscas

Através de nosso critério de seleção amostral objetivamos selecionar todas as estrelas observadas com fotometria SDSS na região compreendida entre  $90^\circ < l < 160^\circ$  e  $0^\circ > b > -60^\circ$ . Optamos por selecionar uma área inicial maior do que aquela previamente atri-

buída a TriAnd, visto que o primeiro mapa de densidade, feito por RP04, usou traçadores que tinham baixa densidade numérica, o que resultou num mapa pouco preciso e de baixa resolução cartográfica ( $4 \times 4$  graus quadrados). Como o SDSS é suficientemente profundo, permitindo observar parte da sequência principal de TriAnd, podemos usar um traçador que apresenta alta densidade numérica, neste caso, estrelas da sequência principal. Isso nos permitirá não apenas melhorar a resolução do mapa de TriAnd, como também verificar se ela se estende além da região que RP04 lhe atribuiu.

A amostra foi obtida através do website do CasJobs<sup>1</sup>, que faz a interface com o banco de dados do SDSS. Devido ao limite de espaço em disco por usuário disponibilizado pela plataforma CasJobs, separamos os campos em diversas faixas de latitude galáctica. O algoritmo da busca utilizado para a obtenção dos dados de uma dessas faixas em linguagem SQL pode ser visto a seguir:

```
SELECT
  objid,
  l, b,
  psfMag_u, psfMag_g, psfMag_r, psfMag_i, psfMag_z
  extinction_u, extinction_g, extinction_r, extinction_i, extinction_z,
  psfMagErr_u, psfMagErr_g, psfMagErr_r, psfMagErr_i, psfMagErr_z
  from Photoprimary
WHERE
  dered_r < 23.0
  and (l between 90 and 160) and (b between -60 and -50)
  and type = 6
```

onde `objid` é o identificador do objeto, `l` e `b` são suas coordenadas galácticas, `psfMag_X` fornece a magnitude  $X$  da estrela para os diferentes filtros SDSS, a extinção relativa a cada filtro é dada por `extinction_X`, e `psfMagErr_X` indica o erro relativo à medida da magnitude para cada filtro. Devido ao sinal de TriAnd estar localizado em fracas magnitudes, optamos por uma melhor qualidade fotométrica e realizamos a busca dos dados indicados na tabela `Photoprimary`, que contém apenas a melhor observação de cada objeto. A cláusula `WHERE` limita a magnitude  $r$  e restringe as coordenadas galácticas `l` e `b` e o comando `type` é uma *flag* de classificação de cada objeto, segundo a pipeline do SDSS; especifica-

<sup>1</sup><http://skyserver.sdss3.org/CasJobs/>

mente, `type = 6` seleciona estrelas e quasares.

### 2.1.1.2 Contaminação por quasares

Distinguir quasares de estrelas por meio de fotometria não é fácil, devido à fotometria *ugriz* não poder ser empregada na classificação de quasares mas, sim, apenas para selecionar possíveis candidatos (Pâris et al. 2014) que posteriormente serão alvos de espectroscopia de seguimento. Todos os objetos identificados como quasares *proprio sensu* encontram-se em tabelas espectroscópicas do SDSS, e não compreendem todos candidatos fotométricos. Contudo, ao utilizarmos em nossas buscas o critério `type = 6` para selecionar estrelas, inevitavelmente nossa amostra deve possuir contaminação de quasares que não foram alvos de espectroscopia de seguimento.

Considerando a impossibilidade de distinguir em nossa amostra os quasares das estrelas, optamos por verificar a localização no CMD dos quasares catalogados pelo SDSS, com o propósito de estimar a significância de sua contaminação sobre o sinal de TriAnd. Na Figura 2.4, é possível ver que a região com maior número de quasares catalogados pelo SDSS encontra-se em  $r = 20$  e  $(g - r) \sim 0.1$ , ou seja, deslocado em  $\sim 0.25$  mag para o azul da região onde se encontram as estrelas da sequência principal de TriAnd (identificada *grosso modo* na Figura 2.3). Ainda, um corte de cor e magnitude que contemple toda a região de TriAnd contém  $\sim 900$  quasares conhecidos (na base espectroscópica do SDSS) para um número total 900000 objetos (na base fotométrica do SDSS), que deve conter predominantemente estrelas em magnitudes  $r < 20$ . Embora a amostra possivelmente tenha contaminação por quasares, o máximo de sua distribuição no CMD não coincide com a localização das estrelas da estrutura de TriAnd e sua contribuição fracional não é significativa em relação ao número de estrelas. Por fim, os quasares devem estar distribuídos homogeneamente no céu e não devem somar apenas ao sinal da estrutura, mas também nas regiões sem sinal de TriAnd. Podemos, portanto, considerar que os quasares serão "ruído de fundo".

## 2.1.2 Dados espectroscópicos

Os dados espectroscópicos utilizados neste estudo foram obtidos a partir do catálogo espectroscópico SDSS DR9, especificamente dos dados coletados pelos experimentos

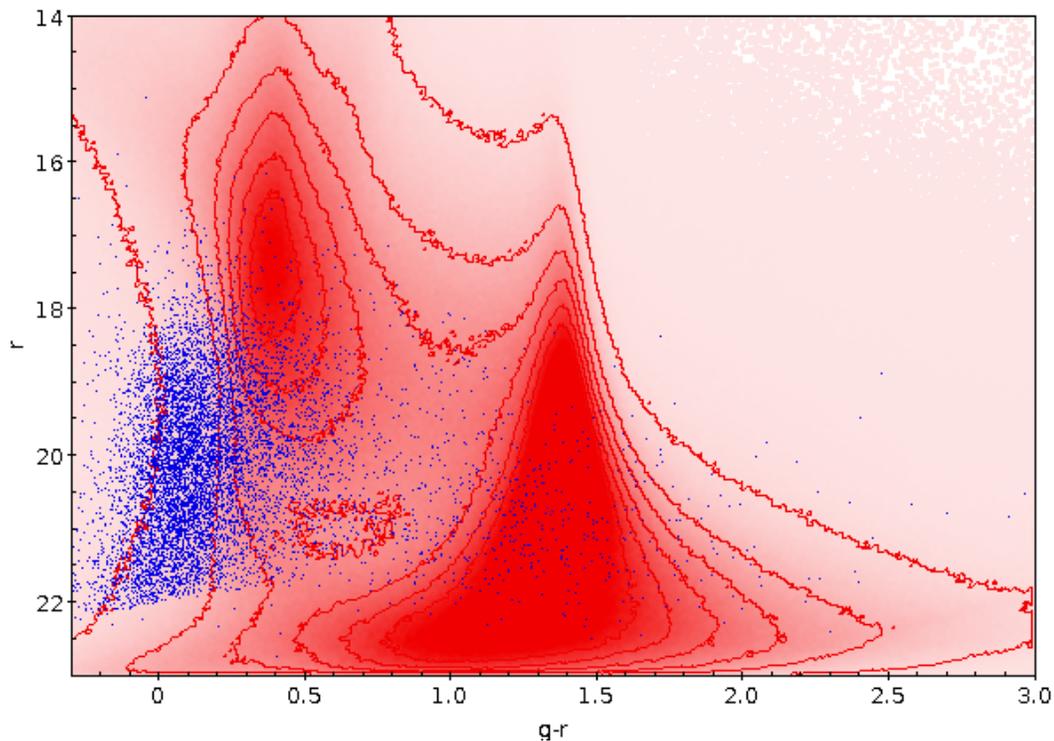


Figura 2.4: Diagrama cor–magnitude da distribuição dos 9678 quasares (pontos azuis) e dos  $\sim 31.5$  milhões de objetos selecionados da amostra (graficados como densidade, em vermelho). Os contornos caracterizam a maior concentração de objetos da amostra fotométrica. O máximo da distribuição dos quasares localiza-se em  $r_0 \sim 20$  e  $(g - r) \sim 0.1$ , mais avermelhado que as estrelas da estrutura de TriAnd, evidenciando que os quasares não se sobrepõem no CMD às estrelas de TriAnd.

SEGUE I e SEGUE II. Fizemos buscas na mesma área de cobertura dos dados fotométricos e obtivemos um total de 57290 estrelas distribuídas em mais de 40 placas, já que os dados SEGUE são caracterizados por placas.

### 2.1.2.1 Critérios de seleção e buscas

Para a seleção da amostra espectroscópica no website do CasJobs, fizemos buscas por todas as placas SEGUE contidas na região da amostra fotométrica. Selecionamos em nossas buscas dados como velocidade e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , que podem ser usados em distribuições para evidenciar a presença de populações estelares não canônicas. Abaixo, temos a consulta utilizada para a obtenção desses dados:

```
SELECT
```

```

ph.objid,
ph.l, ph.b,
ph.psfMag_u, ph.psfMag_g, ph.psfMag_r, ph.psfMag_i, ph.psfMag_z
ph.extinction_u, ph.extinction_g, ph.extinction_r, ph.extinction_i,
ph.extinction_z, ph.psfMagErr_u, ph.psfMagErr_g, ph.psfMagErr_r,
ph.psfMagErr_i, ph.psfMagErr_z ,
sp.bestobjid, sp.elodiervfinal, sp.elodiervfinalerr,
sp.zwarning, sp.plate, sp.loggadop,
sp.fehadop, sp.fehadopunc,
from sppParams sp, Photoprimary ph
WHERE
ph.dered_r < 23.0
and ph.objid = sp.bestobjid
and (l between 90 and 160) and (b between -60 and 0)
and ph.type = 6
and sp.elodiervfinalerr > 0
and sp.zwarning = 0

```

onde `bestobjid` é a identificação espectroscópica do objeto, `zwarning` indica a qualidade do espectro, `elodiervfinal` e `elodiervfinalerr` são, respectivamente, a velocidade radial e o erro da velocidade radial, `plate` diz em qual placa está contido o objeto, e o `log g` adotado é fornecido por `loggadop`, e `fehadop`, `fehadopunc`. Fizemos buscas nas tabelas `sppParams` e `Photoprimary`, que são abreviados por `sp` e `ph`, para indicar de qual tabela os dados devem ser extraídos. Como os dados fotométricos e espectroscópicos estão em tabelas diferentes, e os objetos recebem distintas identificações, foi necessário conectá-los via cláusula `WHERE` através do comando `ph.objid = sp.bestobjid`. Assim como no caso fotométrico, limitamos em magnitude e indicamos nossa área de busca em coordenadas galácticas. Além da já discutida cláusula `type = 6`, utilizamos `elodiervfinalerr > 0`, para garantir que se trata do espectro de uma estrela, e `zwarning = 0` para que esse espectro não possua problemas observacionais.

### 2.1.3 Separação dos campos

Uma vez que se faz necessária a comparação entre dados observados e simulados

(que são mencionados adiante), desenvolvemos uma rotina para dividir a amostra em 2981 subcampos de  $1^\circ \times 1^\circ$  quadrado. Norteou a escolha pela dimensão desses subcampos o desejo de que a resolução do mapeamento fosse aprimorada em relação ao trabalho de RP04 e que o número de estrelas por campo ainda fosse suficientemente grande, para permitir identificar estruturas. No entanto, como é possível ver na Figura 2.5, pelo menos 30% da área de RP04 não tem dados SDSS e a cobertura irregular dos dados da amostra deve limitar os estudos a respeito da natureza de TriAnd.

Foram simulados os 2981 subcampos e não apenas 2711, pois no momento da obtenção da amostra simulada ainda não havíamos analisado o efeito da extinção nos CMDs dos campos observados.

Esses subcampos foram numerados de 1 a 2981, seguindo ordem crescente em  $l$  e  $b$ . O subcampo de número 1 localiza-se em  $l = 90.5$  e  $b = -59.5$ , e a numeração cresce linha por linha, do menor valor de longitude galáctica para o maior. Dentre eles, selecionamos os subcampos 639 ( $98.50^\circ, -50.50^\circ$ ; em vermelho<sup>2</sup>), 999 ( $130.50^\circ, -45.50^\circ$ ; em vermelho), 1009 ( $140.50^\circ, -45.50^\circ$ ; em vermelho), 341 ( $150.50^\circ, -55.50^\circ$ ; preto), 1949 ( $109.50^\circ, -30.50^\circ$ ; em amarelo) 1950 ( $110.50^\circ, -30.50^\circ$ ; em amarelo), 2454 ( $123.50^\circ, -20.50^\circ$ ; em verde), 2461 ( $130.50^\circ, -20.50^\circ$ ; em verde), 1970 ( $130.50^\circ, -30.50^\circ$ ; em verde) e 1977 ( $137.50^\circ, -30.50^\circ$ ; em verde) para exemplificar a possibilidade de localizar o sinal de TriAnd a partir dos dados do SDSS. Os números entre parênteses referem-se à coordenada  $(l, b)$  central desses campos.

Os subcampos em vermelho na Figura 2.5 exemplificam as regiões onde os CMDs não apresentam uma estrutura isocronal característica de um objeto localizado espacialmente (veja a Figura 2.6), mas sim uma população distribuída em distância, como esperado para estrelas do halo.

Em verde, na Figura 2.5, estão selecionados alguns subcampos que possuem um evidente sinal isocronal de TriAnd nos CMDs, como pode ser apreciado na Figura 2.7. A diferença de resolução entre os subcampos 1970/1977 e 2454/2461, que permitem melhor identificar a sequência principal de TriAnd, deve-se ao maior número de estrelas no campo e, também, à significância do sinal nos respectivos subcampos.

Na Figura 2.5, os subcampos em amarelo coincidem com a localização do maior excesso de candidatas a gigante M do mapa de RP04. Na Figura 2.8, apresentamos o CMD resultante da soma desses dois subcampos. Percebe-se o sinal de TriAnd nessa região é

---

<sup>2</sup>Indicação da coloração do subcampo na Figura 2.5.

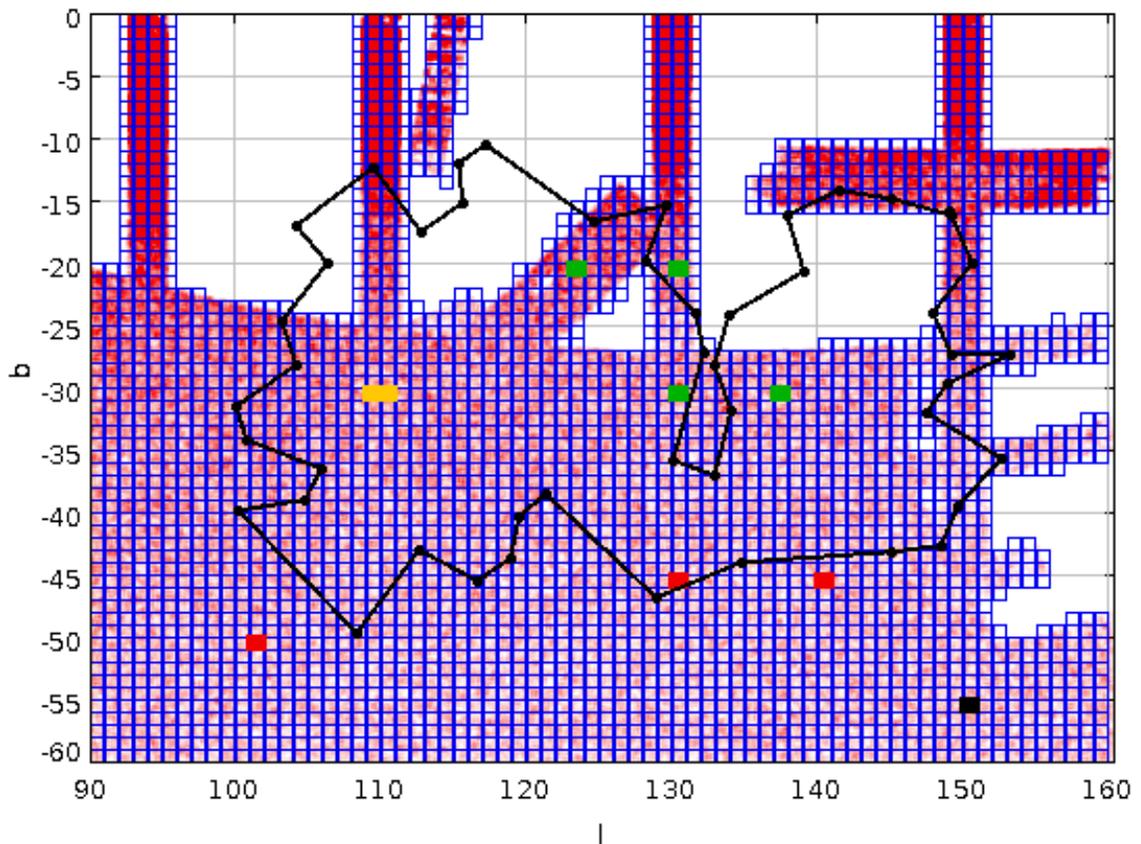


Figura 2.5: Divisão da área total em subcampos de  $1^\circ \times 1^\circ$ , em comparação com os limites de TriAnd segundo RP04. A densidade estelar dos campos do SDSS DR9 para a região de TriAnd é mostrada em vermelho. As regiões não observadas pelo SDSS são mostradas em branco. Os seguintes subcampos 639 ( $98.50^\circ, -50.50^\circ$ , em vermelho), 999 ( $130.50^\circ, -45.50^\circ$ , em vermelho), 1009 ( $140.50^\circ, -45.50^\circ$ , em vermelho), 341 ( $150.50^\circ, -55.50^\circ$ , preto), 1949 ( $109.50^\circ, -30.50^\circ$ , em amarelo), 1950 ( $110.50^\circ, -30.50^\circ$ , em amarelo), 2454 ( $123.50^\circ, -20.50^\circ$ , em verde), 2461 ( $130.50^\circ, -20.50^\circ$ , em verde), 1970 ( $130.50^\circ, -30.50^\circ$ , em verde) e 1977 ( $137.50^\circ, -30.50^\circ$ , em verde) são alvos de comparações mais detalhadas adiante com o intuito de mostrar diferentes subestruturas do halo e a plausibilidade de cartografar TriAnd a partir dos SDSS. Os números entre parênteses referem-se à coordenada ( $l, b$ ) central desses campos.

ainda mais evidente que aquele encontrado nos demais subcampos.

O subcampo 341 assinalado em preto na Figura 2.5, apresenta um excesso de estrelas na região do halo em comparação aos demais CMDs, como é visto na Figura 2.9. Esse excesso é devido às estrelas da cauda mareal de Sagittarius, que é bastante espalhada em distância e cobre parte da área da amostra. A presença da cauda mareal de Sagittarius serve como uma amostra de controle para validar as ferramentas que utilizamos para mapear TriAnd, como poderá ser visto no Capítulo 3.

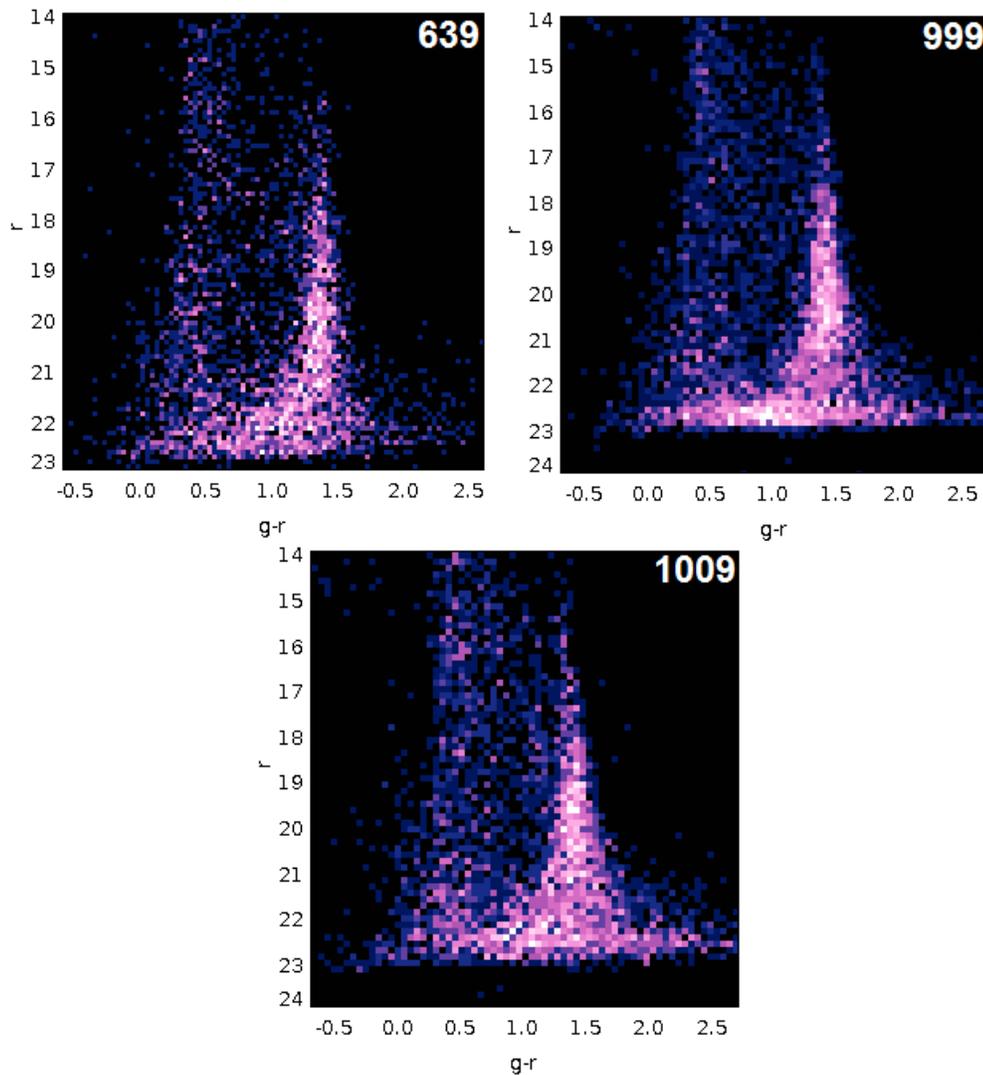


Figura 2.6: Diagramas cor–magnitude dos subcampos 639, 999 e 1009, destacados em vermelho na Figura 2.5, os quais não possuem evidência de um sinal isocronal característico de uma subestrutura localizada em distância.

Essas comparações preliminares mostram boa concordância entre a distribuição de candidatas a gigante M do 2MASS (RP04) e a distribuição de estrelas de sequência principal SDSS que podem ser associadas a TriAnd.

De posse de dados observacionais e simulados, analisamos individualmente os 2981 CMDs e retiramos de nossa amostra os subcampos que tinham quantidade de estrelas inferior a 30 e  $E(B - V) > 0.3$ . Esse corte eliminou da amostra todos subcampos acima de  $b = -10^\circ$ , como pode ser visto na Figura 2.10 restando um número total de 2711 subcampos. Embora isto tenha reduzido a área de busca, a região que descartamos foi pouco

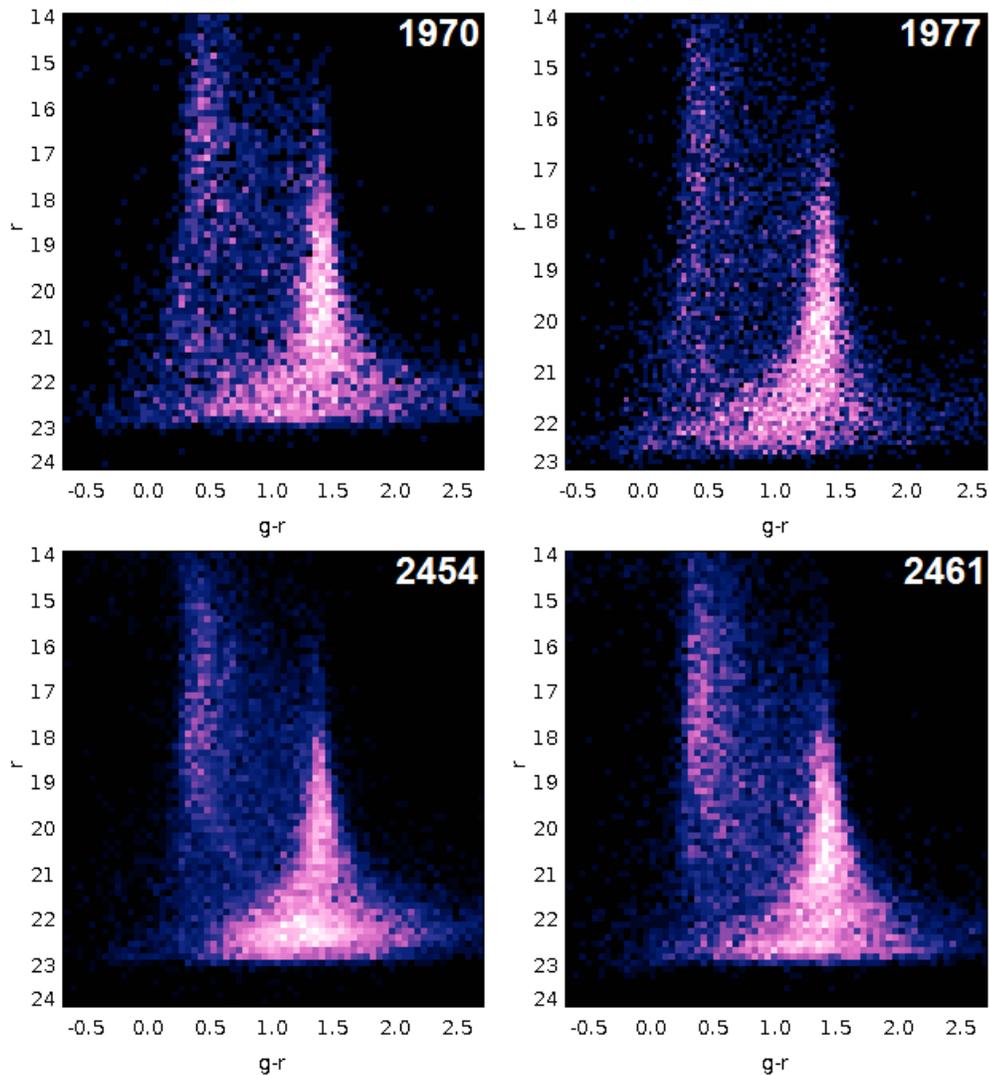


Figura 2.7: Diagramas cor–magnitude de 4 subcampos que apresentam sinal da sequência principal de Triangulum-Andromeda (ponto de desligamento em  $g-r \sim 0.3$  e  $r \lesssim 20$ ). É também possível identificar o ponto de desligamento da sequência principal de Monoceros/GASS nos campos 2454 e 2461 em  $(g-r) \sim 0.4$ ,  $r_0 \sim 19$

coberta pelo SDSS, o que dificultaria identificar e analisar a existência de subestruturas nessa região.

## 2.2 Simulação do conteúdo galáctico nos campos de TriAnd

Por esperarmos que a maior parte da sequência principal de TriAnd se situe na faixa de fracas magnitudes observadas pelo SDSS, precisamos de uma ferramenta que va-

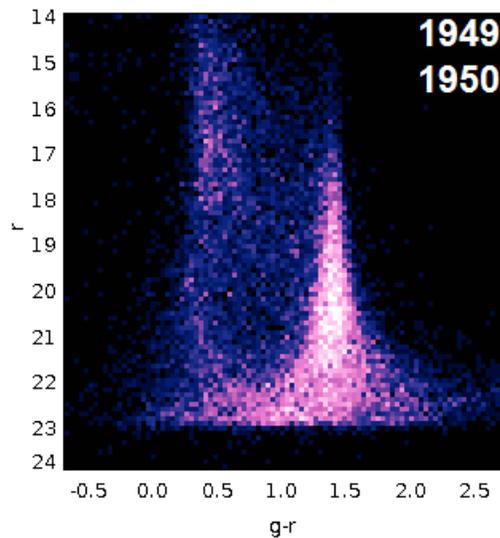


Figura 2.8: CMD resultante da combinação dos subcampos 1949 e 1950. A localização dos subcampos coincide com parte da região de maior excesso de estrelas do mapa de RP04 e a junção dos dois evidência um bem definido e forte sinal isocronal nessa região.

lide o sinal que podemos encontrar para os 2711 CMDs. Essa ferramenta deverá permitir-nos avaliar como o CMD de uma galáxia canônica deve se parecer para um particular apontamento. Por canônica, queremos dizer: descrita por discos suavemente exponenciais, esferoides oblatos descritos por lei de potência e um bojo triaxial, como observado na maioria das galáxias espirais externas. Podemos obter essa descrição executando um código de síntese populacional galáctica.

Desde que os supracitados trabalhos de Herschel (1785) e Kapteyn (1922) desbravaram pela primeira vez a estrutura da Galáxia usando o método de contagem de estrelas em diferentes linhas de visada, a contagem de estrelas tem sido utilizada como um dos principais métodos para a obtenção dos parâmetros de suas diferentes componentes e populações. Trata-se de uma via de mão dupla: *i*) as contagens empíricas costumam ser analisadas a partir de contagens esperadas no âmbito de um determinado modelo de populações galácticas; *ii*) e, por sua vez, esses modelos são frequentemente calibrados com os parâmetros estruturais encontrados nas contagens estelares empíricas. Pode parecer que estejamos lidando com coisas iguais, mas não se trata disso: as observações permitem o refino dos modelos, que acabam por auxiliar na interpretação de novas observações.

Diversos códigos de modelamento da Galáxia, a partir de síntese populacional, que utilizam contagem de estrelas foram desenvolvidos, como por exemplo, Besançon (Robin et al. 2003), TRILEGAL (Girardi et al. 2005), GALFAST (Juric et al. 2008), Galaxia

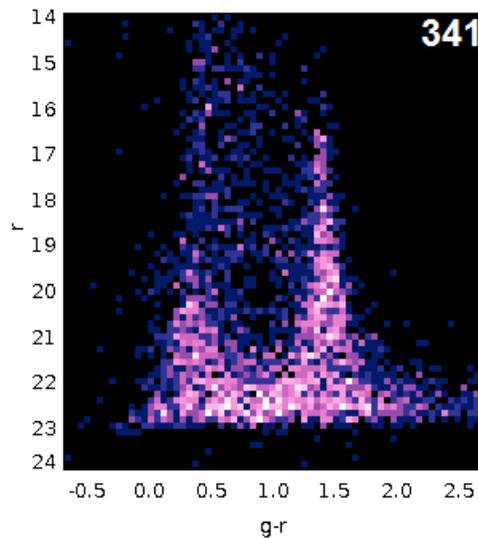


Figura 2.9: Diagrama cor–magnitude de um subcampo que apresenta sinal isocronal da cauda mareal de SagDEG.

(Sharma et al. 2011), entre outros. Um desses é o TRIdimensional modeL of thE GALaxy (Girardi et al. 2005; TRILEGAL). O TRILEGAL é um modelo de síntese populacional que sintetiza amostras estelares compatíveis com a população estelar que se espera observar em pequenas áreas do céu, centradas num dado apontamento de coordenadas  $(l, b)$ . As amostras sintetizadas contêm propriedades diversas: cinemática, metalicidade, avermelhamento, distribuição espacial de estrelas nas componentes da Galáxia (bojo, halo, disco fino e disco espesso) e magnitudes nas bandas de vários sistemas fotométricos, com base em ingredientes previamente adotados, tais como relação idade–metalicidade, taxa de formação de estrelas e função de massa inicial, que também variam entre os diferentes componentes.

### 2.2.1 Simulação da amostra fotométrica

Rodamos, no servidor do Laboratório interstitucional de e-Astronomia (LIneA), o código TRILEGAL, versão 1.3.3, para cada um dos 2981 subcampos da nossa amostra. Foi rodado o código no sistema  $(u, g, r, i, z)$  do SDSS com  $r < 23$ . Foi utilizada uma função de massa inicial de Chabrier (2001), sem inclusão de binárias e, também, utilizamos os valores padrão que estão na página do TRILEGAL (versão 1.3.3) para a extinção, disco fino, disco espesso e halo.

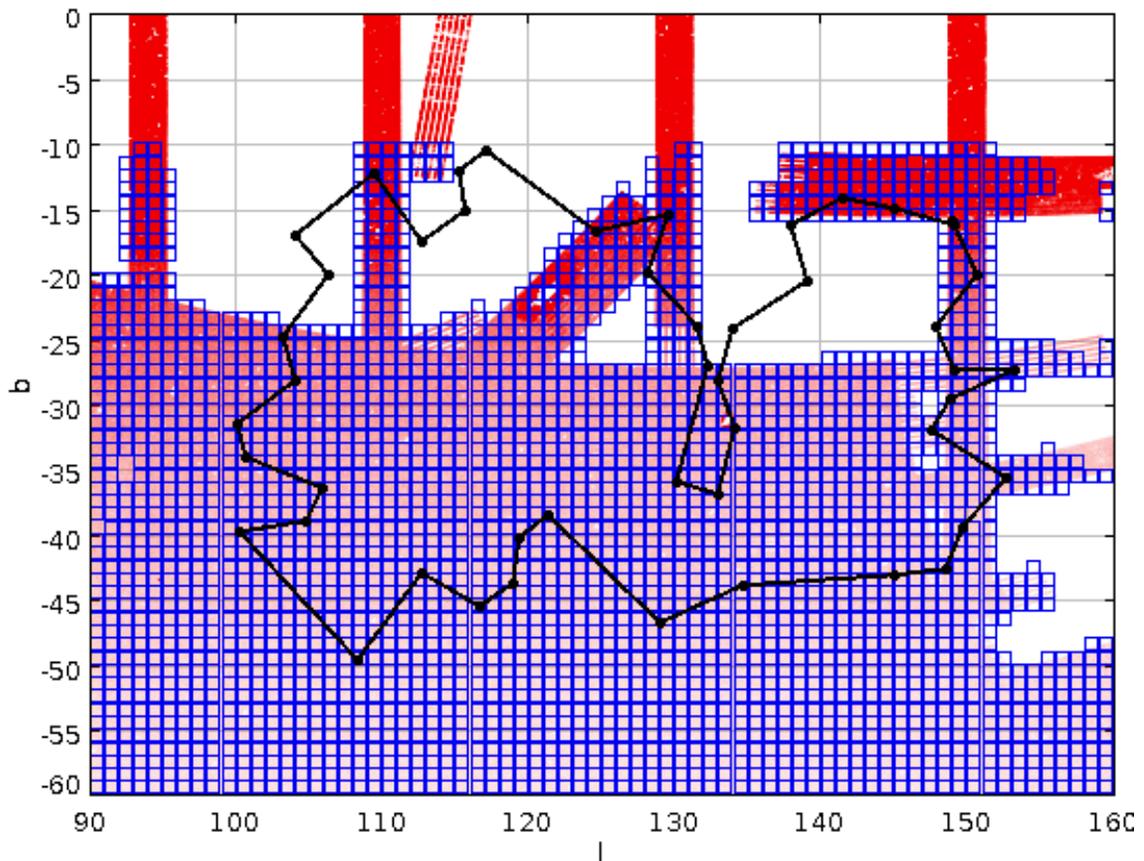


Figura 2.10: Subcampos de  $1^\circ \times 1^\circ$  resultantes do corte que eliminou da amostra os subcampos com quantidade de estrelas inferior a 30 e  $E(B - V) > 0.3$ . Os limites de TriAnd segundo RP04 estão em preto. A densidade estelar dos campos do SDSS DR9 para a região de TriAnd é mostrada em vermelho. As regiões não observadas pelo SDSS são mostradas em branco.

Os parâmetros de entrada do TRILEGAL são as coordenadas galácticas do apontamento, a área total do campo, a extinção interestelar  $A_V$ . Obtivemos como dados de saída para cada estrela simulada: a componente galáctica à qual ela pertence; sua idade, luminosidade, temperatura e gravidade superficial, metalicidade, sua massa inicial, seu módulo de distância, a extinção interestelar, fração de massa da secundária (em caso de ser binária), magnitude bolométrica, as magnitudes aparentes nos filtros do SDSS ( $u, g, r, i, z$ ), as componentes da velocidade espacial no sistema de coordenadas heliocêntricas ( $U, V, W$ ), sua velocidade radial heliocêntrica, movimentos próprios e massa atual (no caso de ter havido perda de massa). No nosso caso, todos os subcampos têm 1 grau quadrado de área e a extinção interestelar foi obtida a partir da extinção média de 1000 apontamentos dentro da área do subcampo, sendo que os valores de extinção interestelar foram obtidos do mapa de Schlegel et al. (1998). A dispersão da extinção dentro de

cada subcampo foi obtida a partir da extinção dos apontamentos. Mais detalhes sobre os produtos gerados pelo TRILEGAL podem ser encontrados em Girardi et al. (2005), bem como no site do programa (<http://stev.oapd.inaf.it/trilegal>).

Foi necessário incluir coordenadas individuais para cada estrela simulada, pois o TRILEGAL fornece dados simulados atrelados à coordenada central do apontamento. Essas coordenadas individuais foram simuladas à parte, como valores aleatoriamente distribuídos de modo uniforme dentro da área de cada subcampo. Ainda, tivemos de incorporar erros nas magnitudes (explicação na seção seguinte), pois devido a virem de distribuições estelares modeladas, não há erro das medições dos parâmetros estelares, conforme é explicado na seção seguinte. Ao todo, os dados fotométricos simulados ocupam 34 GB de disco.

As magnitudes de extinção foram são fornecidas por Schlegel et al. (1998). Dessa forma, a correção da extinção de cada estrelas simulada é dada pelas leis de extinção apresentadas abaixo.

$$\begin{aligned} u_0 &= u - 1.579 * A_V \\ g_0 &= g - 1.161 * A_V \\ r_0 &= r - 0.843 * A_V \\ i_0 &= i - 0.639 * A_V \\ z_0 &= z - 0.453 * A_V. \end{aligned}$$

### 2.2.2 Ajuste do erro da magnitude

Os dados fotométricos simulados pelo código TRILEGAL não contêm os erros típicos resultantes da observação. Devido a isso, para que possamos comparar os dados gerados pela simulação com os dados observados, precisamos adicionar aos dados simulados erros fotométricos característicos. O erro característico tem de ser similar àqueles presentes nos dados com os quais a comparação será feita.

O erro fotométrico da amostra observada em cada um dos 2981 subcampos foi parametrizado por uma função exponencial, que é largamente utilizada para reproduzir o erro fotométrico típico de CCDs (Cepa et al. 2008). A equação de ajuste utilizada para a obtenção do erro fotométrico numa dada banda é

$$\sigma(m) = A_m + \exp(C_m m - B_m), \quad (2.1)$$

onde  $A_m, B_m$  e  $C_m$  são parâmetros ajustados aos dados observados, e  $\sigma(m)$  é o erro da magnitude  $m$ . Embora a Equação 2.1 seja adequada para as observações numa única imagem CCD, ela não dá conta do erro total gerado pela co-adição de várias imagens CCD, cada qual obtida com qualidade de céu ligeiramente diferente, como pode ser visto na Figura 2.11.

O erro fotométrico no SDSS não é descrito pelos mesmos parâmetros através de todo céu, por motivos similares (co-adição e qualidade do céu). A Figura 2.11 mostra o erro fotométrico para os filtros  $g$  e  $r$  nos subcampos 2964 e 1327. Estes subcampos exemplificam a relação entre erro e magnitude no caso de co-adições: surgem várias sequências, que seguem o padrão característico do erro fotométrico dos CCDs, mas deslocadas em  $\sigma(m)$  entre si, e cada qual descrita por uma instância da Eq. 2.1.

Nosso código para obter o ajuste da equação 2.1 para os três filtros em cada subcampo seleciona todas as estrelas do subcampo que possuem magnitude acima de 0.0001 — visto que o SDSS possui algumas medidas de magnitudes que apresentam falhas e atribui o valor  $-9999$  — e que tenham  $\sigma(m) < 0.25$ , pois valores superiores não permitem um bom ajuste para alguns campos.

Uma vez que os parâmetros  $A_m, B_m$  e  $C_m$  da equação do erro da magnitude, foram determinados para cada subcampo através de uma rotina e que temos os valores das magnitudes simuladas pelo TRILEGAL, utilizando a equação 2.1 pudemos estimar o erro observacional esperado para as magnitudes do TRILEGAL. Com isso, atribuímos às magnitudes simuladas um erro fotométrico aleatório que segue o padrão esperado para os erros da observação.

Assim o valor da magnitude  $m$  de cada estrela, originalmente simulada pelo TRILEGAL, foi substituído por  $m + \delta\sigma(m)$ , sendo  $\sigma(m)$  dado pela Equação 2.1 (usando  $A_m, B_m$  e  $C_m$  apropriado para cada subcampo em questão) e  $\delta$  é um desvio normal aleatório:  $\delta \sim \mathcal{N}(0, 1)$ .

### 2.2.3 Simulação das amostras espectroscópicas do SEGUE

As simulações realizadas via TRILEGAL fornecem diversas propriedades das po-

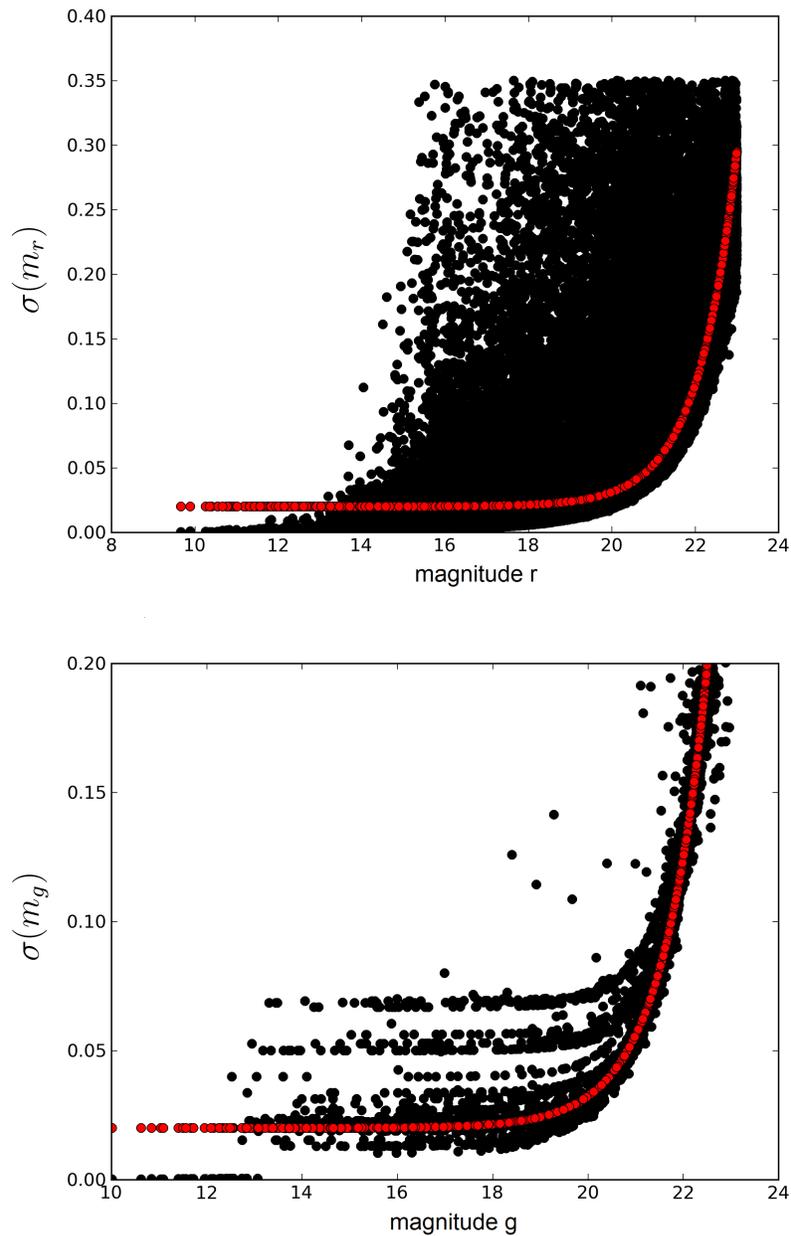


Figura 2.11: Distribuição do erro fotométrico em função da magnitude para dois diferentes subcampos da nossa amostra, vista em pontos pretos. Os pontos em vermelho representam o melhor ajuste obtido usando a Equação 2.1. Na figura de cima, campo 2964 ( $l = 94.50$ ,  $b = -0.50$ ), é possível ver o efeito de uma região com alto valor de extinção estelar: embora seja possível obter um ajuste, o erro da magnitude não segue uma função comportada e o ajuste subestima o erro total para várias estrelas com magnitude  $> 16$ . Para a figura de baixo, campo 1327 ( $l = 134.50^\circ$ ,  $b = -40.50^\circ$ ), é possível ver o resultado da co-adição de observações realizadas sob diferentes condições do céu.

pulações estelares que se encontram nos cones de visada de uma dada observação fotométrica. As simulações que usamos para as placas SEGUE, na verdade, descrevem o conteúdo estelar — limitado em magnitude aparente — que se espera encontrar nos apontamentos realizados por tal experimento. Elas não são diretamente comparáveis às amostras espectroscópicas, mas sim às amostras observacionais fotométricas das quais os alvos espectroscópicos foram selecionados, segundo critérios tais como tempo total de exposição, representação de diversas classes espectroscópicas numa mesma placa e disponibilidade de fibras ópticas no arranjo instrumental.

Por exemplo, as placas SEGUE 1880 e 1881 correspondem a uma amostra espectroscópica de 1117 estrelas simuladas, que foram escolhidas dum universo de aproximadamente 140000 estrelas simuladas existentes no mesmo campo estelar — a julgar pelo resultado da simulação do TRILEGAL para a mesma região.

Desta forma, é preciso simular o processo que levou à escolha da amostra espectroscópica SEGUE; isso significa construir amostras estratificadas, que contenham números mínimos de classes estelares previamente selecionadas, tal como descrito na Tabela 5 de Yanny et al. (2009), que sumarizamos na Tabela 2.1. Yanny et al. (2009) explica que esses critérios de seleção de amostras espectroscópicas foram evoluindo à medida que as observações foram feitas, havendo pelo menos 13 versões de critérios de seleção, que variam muito pouco se tomadas em sequência, um após o outro, mas não necessariamente se considerarmos apenas as versões inicial e final. Considerar a modificação gradual desses critérios de seleção na simulação da amostra espectroscópica pareceu-nos um refinamento desnecessariamente complicado, mesmo porque a documentação do SEGUE não registra qual foi o número de estrelas efetivamente escolhido de cada classe populacional, em cada placa individual, mas somente fornece o número pretendido de estrelas de cada classe, por placa. Isto é, cada placa SEGUE deveria ter, por desígnio de formulação, 10 estrelas escolhidas por serem candidatas a gigantes AGB; nem todos os apontamentos podem ter tido 10 estrelas disponíveis nessa categoria, por almejarem campos esparsos do céu, mas não há informação sobre em quais placas esse número não foi atingido. Essa falta de informação bem como a evolução dos critérios de seleção (Tabela 6 de Yanny et al. 2009) pode, em princípio, impedir a exata simulação das amostras espectroscópicas; porém, pretendemos minorar quaisquer vieses pelo uso de propriedades médias de diversas amostras simuladas para um mesmo apontamento.

A simulação da amostra espectroscópica usou os critérios de seleção mais recentes de SEGUE (versão 4.6, descritos em Yanny et al. 2009 e sumarizados na Tabela 2.1). Cada

classe  $c$  listada na Tabela 2.1 corresponde a critérios de seleção específicos em magnitude, cor e movimento próprio. Para a construção da amostra espectroscópica simulada de uma dada placa  $i$ , inicialmente consideramos todas as  $N_{\text{tot},c}^i$  estrelas da amostra fotométrica simulada que se encaixavam nos critérios de seleção da classe  $c$ ; dentre estas, selecionamos aleatoriamente  $N_c$  estrelas simuladas dessa classe numa placa SEGUE, apresentado na terceira coluna da Tabela 2.1. Por exemplo, selecionamos aleatoriamente 25 anãs brancas da classe WD/sdO/sdB dentre todas as estrelas simuladas que apresentavam  $g < 20.3$ ,  $-1 < g - r < -0.2$ ,  $-1 < u - g < 0.7$  e  $u - g + 2(g - r) < -0.1$ , na simulação da região do céu correspondente a um dado apontamento particular  $i$ , e assim por diante, para todas as classes apresentadas na Tabela 2.1, com exceção de 2 classes (anãs L e pares WD/MS) porque seus critérios de seleção envolviam dados que não são simulados pelo TRILEGAL. Uma vez que apenas 10 estrelas simuladas devem pertencer a essa classe, em cada placa SEGUE, consideramos que ignorá-las não interferirá em nossa análise. Nos poucos casos em que o número de estrelas simuladas candidatas a uma determinada classe, na amostra fotométrica simulada, era menor do que o número a ser sorteado, isto é,  $N_{\text{tot},c}^i < N_c$  usamos todas as  $N_{\text{tot},c}^i$  candidatas disponíveis.

No caso de gigantes K, o sorteio de estrelas simuladas, ainda que aleatório, privilegiou propositalmente os objetos mais brilhantes, a exemplo do que foi feito na seleção dos alvos SEGUE (Yanny et al. 2009).

Essas simulações da amostra espectroscópica forneceram amostras de tamanho e conteúdo similar àquelas produzidas pelo experimento SEGUE, como mostramos na Tabela 2.2.

A amostra espectroscópica SEGUE, que baixamos via CasJobs, inicialmente continha dados de 40 placas; na etapa de simulação foi preciso reduzir a análise a 35 placas. As placas simuladas foram sintetizadas com base numa lista de placas da base SEGUE, que fornece informação sobre cada placa da amostra observada, no entanto dessa lista não constam 5 placas que estão na nossa amostra espectroscópica observada. Contactamos a equipe SEGUE, mas não recebemos nenhuma resposta para justificar a ausência dessas cinco placas na lista de dados disponíveis. Das 5 placas eliminadas, 3 se situavam dentro dos contornos de TriAnd segundo RP04.

Dessa forma, o código TRILEGAL foi rodado, segundo os critérios previamente explicitados, ao longo da linha de visada para cada uma das 35 placas SEGUE selecionadas da listagem disponível (ver subseção 2.1.2). Devido à identificação das placas obser-

Tabela 2.1: Estratificação típica de cada placa SEGUE

Classe ( $c$ )	Cortes Mag, Cor, Mov.Pr.	Número ( $N_c$ ).
WD/sdO/sdB	$g < 20.3, -1 < g - r < -0.2, -1 < u - g < 0.7, u - g + 2(g - r) < -0.1$	25
CWD	$r < 20.5, -2 < g - i < 1.7, H_g > 16.05 + 2.9(g - i)$	10
BHB/BS/A	$g < 20.5, 0.8 < u - g < 1.5, -0.5 < g - r < 0.2, vweight$	150
F	$g < 20.3, -0.7 < P1(s) < -0.25, 0.4 < u - g < 1.4, 0.2 < g - r < 0.7$	200
Low Metal	$r < 19, -0.5 < g - r < 0.75, 0.6 < u - g < 3.0, l > 0.135$	150
F/G	$g < 20.2, 0.2 < g - r < 0.48$	50
G	$r < 20.2, 0.48 < g - r < 0.55$	375
K giant	$r < 18.5, 0.5 < g - r < 0.8$ $l > 0.07 \text{ pm} < 11 \text{ mas yr}^{-1}$	70
Red K giant	$r < 18.5, 0.8 < g - r < 1.2, \text{pm} < 5 \text{ mas yr}^{-1}$	30
AGB	$r < 19.0, 2.5 < u - g < 3.5, 0.9 < g - r < 1.3, s < -0.06$	10
dK, dM	$r < 19, 0.55 < g - r < 0.75$	50
sdM	$r < 20, g - r > 1.6, 0.9 < r - i < 1.3$	25
esdM	$0.787(g - r) - 0.356 > (r - i), r - i < 0.9, H_r > 17, 2.4 > g - i > 1.8$	40
WD/MS	$g < 20, (u - g) < 2.25, -0.2 < g - r < 1.2, 0.5 < r - i < 2.0$ $g - r > -19.78(r - i) + 11.13, g - r < 0.95(r - i) + 0.5$ $i - z > 0.5 \text{ para } r - i > 1$ $i - z > 0.68(r - i) - 0.18 \text{ para } r - i \leq 1$ $z < 19.5, i - z > 1.7, u > 21$	5
L	$g - r < 0.25$	5
LL Blue	$g - r < 0.25$	800
LL AGB	$s > -0.13, 3.5 > u - g > 2.6, 0.8 < g - r < 1.3$	50
LL KIII	$0.55 < g - r < 0.9, g < 19, \text{pm} < 11 \text{ mas yr}^{-1}$	300

(a) Nesta categoria, usa-se magnitudes sem correção de extinção.

(c)  $v = -0.283(u - g) - 0.354(g - r) + 0.455(r - i) + 0.766(i - z), -0.3 < g - r < 0.1$

(d)  $P1(s) = 0.91(u - g) + 0.415(g - r) - 1.28$

(e)  $l = -0.436u + 1.129g - 0.119r - 0.574i + 0.1984, 0.5 < g - r < 0.8$

(f)  $s = -0.249u + 0.794g - 0.555r + 0.234$

vadas e simuladas serem distintas, adotamos uma identificação própria, apresentada pela primeira coluna da Tabela 2.2. Nessa tabela apresentamos também as posições centrais das placas em coordenadas galácticas, a identificação da placa no banco de dados SEGUE, a identificação da placa simulada que usaremos nessa dissertação, é o número de estrelas observadas e simuladas contidas em cada placa.

A Figura 2.12 contém a área da amostra espectroscópicas final e indica a posição de cada placa que está contida no campo da amostra fotométrica ou na área de TriAnd segundo RP04.

Para evitar confusão, sempre que necessário chamaremos esse processo, e a amostra resultante, de *reamostragem espectroscópica*.

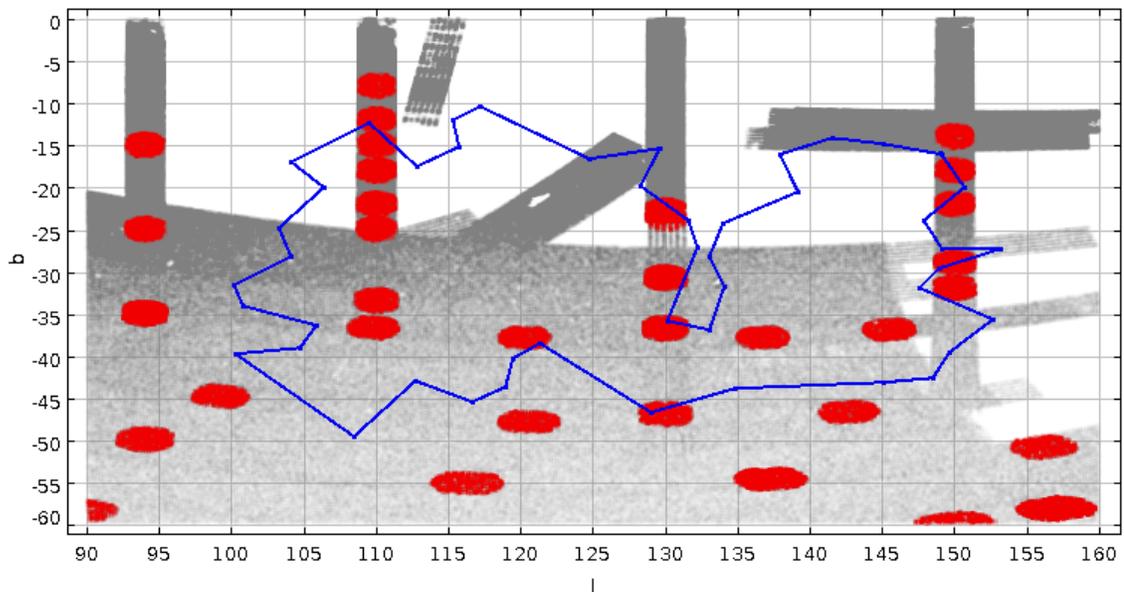


Figura 2.12: Densidade projetada das estrelas dos alvos espectroscópicos do SEGUE, em vermelho, e da amostra fotométrica completa usada neste estudo, em cinza. Os limites de  $l$  e  $b$  açambarcam a área de TriAnd encontrada por RP04 (mostrada em linha sólida azul).

Tabela 2.2: Identificação adotada para as placas SEGUE — primeira coluna —, coordenadas centrais das placas e número de estrelas por placa.

N°	Coordenadas		Id. Placas SEGUE		Número estrelas	
	l	b	Observada		Observada	Simulada
			Principal	Secundária		
1	110.00	-25.00	1880	1881	1085	139671
2	110.00	-18.00	1884	1885	1062	238576
3	110.00	-15.00	1886	1887	1040	318821
4	110.00	-12.00	1888	1889	1051	432393
5	109.77	-36.73	2801	2822	1100	74532
6	110.00	-33.50	2803	2824	1070	87800
7	99.18	-44.87	1894	1895	1082	60626
8	120.55	-47.93	1896	1897	1072	47140
9	142.70	-46.76	1898	1899	1084	44567
10	130.00	-47.00	2804	2825	1065	45617
11	89.32	-58.40	1902	1903	364	44109
12	157.01	-58.26	2045	2851	732	33997
13	150.04	-60.08	1906	1907	487	33400
14	156.16	-50.93	2306	2321	1070	38025
15	116.28	-55.19	2312	2327	1076	41075
16	137.25	-54.74	2314	2329	1085	37580
17	150.00	-22.00	2378	2398	1053	128953
18	150.00	-32.00	2379	2399	1073	71084
19	150.00	-14.00	2397	2417	1027	247947
20	120.23	-37.92	2038	2058	1079	67605
21	130.00	-36.79	2040	2060	1070	65150
22	130.00	-30.79	2041	2061	1073	87136
23	130.00	-23.79	2042	2062	946	132924
24	130.00	-22.79	2043	2063	1095	142636
25	136.73	-37.90	2044	2064	1060	58881
26	145.47	-36.94	2046	2066	1048	58942
27	150.00	-18.00	2441	2443	1029	172067
28	94.00	-15.00	2620	—	600	387880
29	94.00	-25.00	2621	2627	1088	169494
30	94.00	-50.00	2622	2628	1085	51076
31	94.00	-35.00	2623	2629	1052	84837
32	110.00	-22.00	1882	1883	1066	169978
33	150.00	-29.00	2442	2444	1073	82370
34	157.01	-58.26	2866	—	516	34336
35	110.01	-7.97	1662	1663	898	707090

# Capítulo 3

## Estudos Fotométricos

*“What do you see in the clouds, Charlie Brown?” “Well, I was going to say I saw a ducky and a horsie, but I changed my mind!?”*

---

Charles M. Schulz - Peanuts

Neste capítulo, apresentamos a cartografia fotométrica de TriAnd feita através de mapas de densidade estelar que foram construídos a partir de cortes de cor e magnitude do melhor ajuste isocronal do sinal de TriAnd. Como a área de cobertura da amostra cobre uma enorme região do céu, expandimos a cartografia para outras subestruturas, como por exemplo TriAnd 2.

### 3.1 Mapa de densidade

Tanto o mapa de densidade da descoberta de TriAnd quanto o mapa de TriAnd 2 (veja a Figura 3 em Martin et al. 2007) não tinham uma boa resolução devido à baixa quantidade de estrelas por grau quadrado. Na Seção 1.3.2, expomos diferentes técnicas utilizadas para localizar subestruturas, dentre as quais estão os mapas de densidade estelar. A fim de analisar e dimensionar, com mais detalhe, a distribuição espacial destas duas subestruturas na região da amostra, utilizamos, neste capítulo, tanto perfis de densidade estelar quanto mapas de densidade bidimensionais.

Para a construção dos mapas de densidade, selecionamos estrelas segundo um

cor e magnitude obtido a partir do ajuste de isócronas sobre a região com estrelas candidatas a pertencerem à TriAnd e TriAnd 2. Nas subseções seguintes, apresentamos como empregamos essa técnica para selecionar estrelas candidatas das subestruturas TriAnd e TriAnd 2, e os mapas de densidade e perfis de densidade para as estrelas candidatas.

### 3.1.1 Ajustes das isócronas

Há na literatura diversas estimativas de idade, distância e metalicidade para TriAnd e TriAnd 2. RP04 estipularam uma metalicidade  $[Fe/H] = -1.0 \pm 0.4$  dex para calcular a distância das gigantes M do 2MASS, com as quais estudaram distâncias que levou à descoberta de TriAnd como um excesso entre 15 e 30 kpc do Sol. Por outro lado, com base na medida da largura equivalente do tripleto de cálcio, RP04 obtiveram uma metalicidade média de  $[Fe/H] \sim -1.2$  dex para as estrelas candidatas de sua amostra espectroscópica, resultado que concorda com o valor de metalicidade utilizado para calcular a distância da sua amostra fotométrica.

Em seu trabalho, Maj04 ajustaram aos dados, por exemplo, isócronas de  $[Fe/H] = -1.28$  dex com módulo de distância 16, isócronas de  $[Fe/H] = -1.28$  dex com módulo de distância 16.5 mag, e isócronas de  $[Fe/H] = +0.119$  dex com módulo de distância 17 mag, com isócronas de Girardi et al. (2002). Com isso, limitaram a distribuição em distância para 16 a 25 kpc. A dispersão dos dados e a ausência do ramo das subgigantes no CMD permitiram ajustar diversas populações com ampla variação de parâmetros.

Martin et al. (2007) obtiveram para TriAnd e TriAnd 2 um ajuste de uma isócrona de 10 Ga, metalicidade  $[Fe/H] = -1.3$  dex e módulo de distância 16.5 e 17.25 mag, respectivamente, para isócronas de Girardi et al. (2004). Os módulos de distância, respectivamente, resultam em uma distância heliocêntrica de  $\sim 23$  e  $\sim 28$  kpc. No entanto, é possível notar, veja Figura 3.1, que o ajuste se encontra deslocado da parte mais densa do sinal isocronal de TriAnd, sugerindo uma obtenção dos parâmetros não rigorosa.

Chou et al. (2011) analisaram os espectros de alta resolução de seis estrelas candidatas selecionadas por RP04, obtendo para elas uma metalicidade média  $\langle [Fe/H] \rangle = -0.64 \pm 0.08$  dex e dispersão de 0.19 dex, valor inferior às estimativas anteriores. As seis estrelas candidatas foram melhor ajustadas por uma isócrona de  $[Fe/H] = -0.7$  dex e 8 Ga.

S14 foram mais rigorosos na obtenção dos parâmetros; a partir de isócronas de

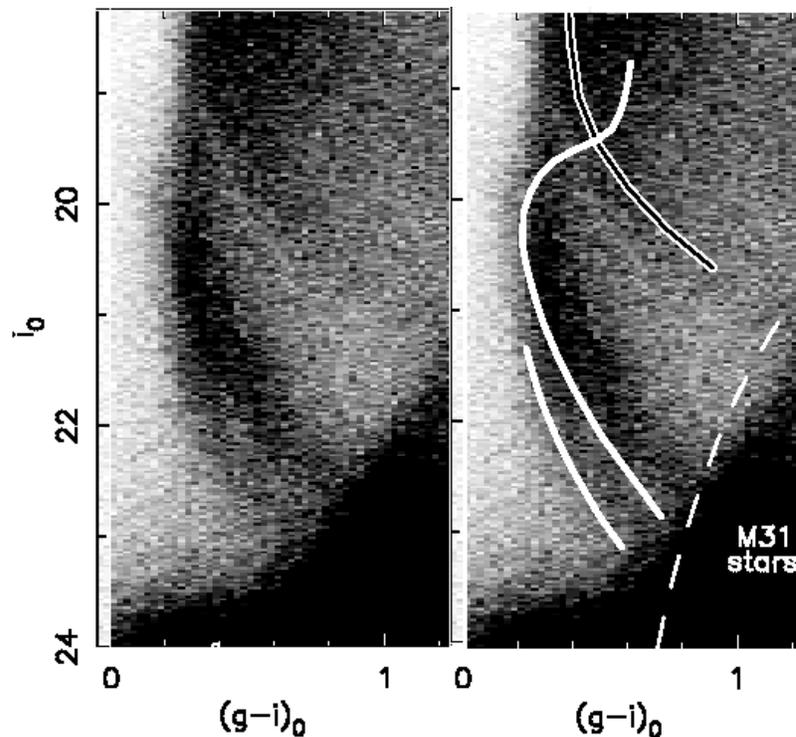


Figura 3.1: Diagrama de Hess de estrelas do levantamento MegaCam. O CMD é repetido para facilitar a identificação da região onde a isócrona é ajustada. O ponto de desligamento de TriAnd, TriAnd 2 e Monoceros é visto entorno de  $(g - i, i) \sim (0.3, 20.0)$ ,  $(0.3, 22.0)$  e  $(0.4, 18.0)$ . Crédito da imagem: Martin et al. (2007).

Girardi et al. (2010), utilizaram três critérios de seleção: cálculo do módulo de distância das populações estelares, que se ajustam com a sequência principal, com metalicidades de  $-2.0$  a  $0.0$  dex em intervalos de  $0.1$  dex, seleção apenas de isócronas que ficam entre os possíveis pontos de desligamento da sequência principal, obtendo um intervalo de idade compatível com as populações de TriAnd e TriAnd 2. E por último o ajuste isocronal deveria simultaneamente ser compatível com dados da MegaCam (sequência principal) e do 2MASS (ramo das gigantes). Na Tabela 3.1, mostramos os valores de  $[Fe/H]$ , distância e idade para TriAnd e TriAnd 2 calculados, dessa forma, por S14.

S14 expandiram a amostra de candidatas de TriAnd e TriAnd 2 com dados de novas observações espectroscópicas. Seus espectros têm menor resolução espectral que os de Chou et al. (2011). Além disso, os autores utilizam índices espectrais diferentes daqueles empregados por Chou et al. (2011) para a análise da composição química das estrelas candidatas. S14 obtiveram para TriAnd  $\langle [Fe/H] \rangle = -0.62 \pm 0.44$  dex e para TriAnd 2  $\langle [Fe/H] \rangle = -0.63 \pm 0.29$  dex. Valores de metalicidade similares para TriAnd e TriAnd 2,

Tabela 3.1: Propriedades de TriAnd e TriAnd 2 segundo os ajustes isocronais de Sheffield et al. (2014).

	[Fe/H]	$[d_{\min}, d_{\max}]$	Idade	Módulo de distância
	dex	kpc	Ga	mag
TriAnd	-0.7	18-19	6-8	16.3-16.4
	-0.8	18-19	6-8	
TriAnd 2	-0.8	26-28	8-12	17-17.3
	-0.9	28-30	10-12	

Nota:  $d_{\min}$  e  $d_{\max}$  são distâncias heliocêntricas.

já eram sugeridos pelos CMDs de S14 (veja Figura 4 desse artigo). Em tal figura, podemos ver que o ponto de desligamento de TriAnd e TriAnd 2 não se encontra deslocado em cor; desse modo, mesmo que as curvaturas das isócronas sejam distintas, a metalicidade das duas não deve variar de maneira significativa. As metalicidades calculadas por S14 são bem diferentes daquelas de RP04, o que pode ser explicado pela baixa resolução dos espectros de RP04 e pela utilização de um índice espectral baseado nas linhas do triplete infravermelho do Ca II.

Deason et al. (2014), em seu recente trabalho, utilizam dados do levantamento espectroscópico SEGUE, e registram para estrelas do tipo A um pico em  $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.5$  dex; segundo outro critério de seleção de estrelas do tipo A, obtiveram  $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.1$  dex, e para estrelas gigantes  $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.8$  dex. Isto indica que TriAnd é mais rica que as estrelas do halo, mas tem uma ampla variação até valores baixos de metalicidades. Suas estimativas de distância apresentam um pico em 18 kpc para estrelas do tipo A, e dois picos, 20 e 30 kpc, para as estrelas gigantes. Tais resultados corroboram a grande faixa de medidas mensurada para a população de TriAnd.

Para estimar a idade, metalicidade e distância de TriAnd e TriAnd 2, ajustamos isócronas de Padova (Bressan et al., 2012) aos nossos dados. A partir das isócronas é possível estimar as magnitudes de uma população estelar que possui uma determinada metalicidade e idade. As magnitudes absolutas ( $M$ ) foram convertidas em aparentes ( $m$ ), obtendo assim o módulo da distância e, conseqüentemente, a distância. Para isso, foi utilizada a seguinte equação:

$$m = M + 5 \log(d) - 5. \quad (3.1)$$

Nosso melhor ajuste de TriAnd, em verde na Figura 3.2, para os dados fotométricos do SDSS, sugere uma população com  $[Fe/H] = -0.46$  dex, 8 Ga e módulo de distância 16.3 mag. Da discussão apresentada acima, nesta subseção, vemos que essa metalicidade é compatível com os resultados espectroscópicos de S14 e de Deason et al. (2014), mas des- toa dos valores obtidos a partir de dados fotométricos apresentados nessa seção. Quanto à TriAnd 2, como não é possível distinguir seu sinal no CMD construído a partir dos dados fotométricos do SDSS (veja a Figura 3.2), utilizamos uma isócrona, com propriedades baseadas nas estimativas de S14 e de Chou et al. (2011) para selecionar uma amostra em seu entorno, a qual poderia ser compatível com a população de TriAnd 2. Além destes dois ajustes, para fins de comparação, realizamos um terceiro — isócrona amarela na Figura 3.2 —, para valores de metalicidade, idade e módulo de distância que estão de acordo com as estimativas de Chou et al. (2011) e S14. A Tabela 3.2 apresenta os parâmetros de cada população estelar das isócronas presentes na Figura 3.2.

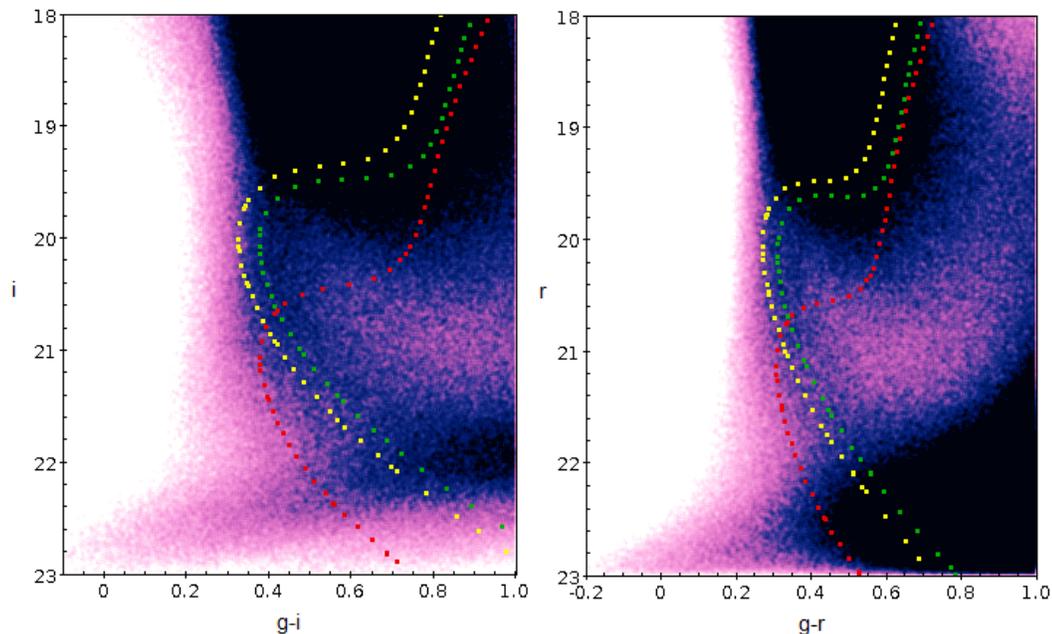


Figura 3.2: CMD  $(g - i) \times i$  e  $(g - r) \times r$  da amostra fotométrica. O melhor ajuste obtido para TriAnd, para os dados fotométricos do SDSS, é apresentado em verde. O ajuste obtido segundo parâmetros das estimativas de Chou et al. (2011) e S14 para a população de TriAnd é dado pela isócrona em amarelo. Em vermelho apresentamos a isócrona utilizada para tentar selecionar a população de TriAnd 2, a qual não é possível distinguir nos dados SDSS.

Tabela 3.2: Parâmetros das populações estelares das isócronas utilizadas para ajustar o sinal de TriAnd e TriAnd 2.

Cor do Ajuste	Idade	[Fe/H]	Módulo de distância	Distância
	Ga	dex		kpc
Verde	8	-0.46	16.3	~ 18
Vermelho	10	-0.66	17.15	~ 27
Amarelo	8	-0.7	16.3	~ 18

### 3.1.2 Seleção das candidatas fotométricas

As estrelas candidatas a pertencer às subestruturas foram selecionadas por uma faixa de cor (de acordo com a coluna 4 da Tabela 3.3), que intercala cada um dos três ajustes isocronais apresentados na Figura 3.2. Os limites máximo e mínimo dessa faixa, em cor, para uma dada magnitude, podem ser representados pela equação:

$$m|_{m-m_1} = A + B(m - m_1) + C \exp(m - m_1) + D(m - m_1)^2 + E(m - m_1)^4 \quad (3.2)$$

onde  $(m_1)$  é a magnitude,  $(m - m_1)$  é a cor e  $A, B, C, D$  e  $E$  são os parâmetros de saída para calcular os limites em cor da faixa de seleção.

A Tabela 3.3 mostra o quanto cada isócrona foi deslocada em cor, o valor dos parâmetros do limite máximo e mínimo da faixa obtido via Equação 3.2 e o limite em magnitude. Esse último critério delimitou a área para estrelas compatíveis com o ponto de desligamento da isócrona, região onde o sinal da estrutura TriAnd se mistura à grande concentração de estrelas da Galáxia ou onde o sinal de TriAnd 2 é transposto pela isócrona de TriAnd.

Na Figura 3.2 para a região do CMD ( $0.4 < g - i < 0.8, 21.5 < i < 22.5; 0.4 < g - r < 0.8, 21.5 < r < 22.5$ ), onde há um maior número de estrelas do halo e onde se localiza o sinal de TriAnd, quanto menor for a quantidade de estrelas da estrutura galáctica, mais evidente pode tornar-se o sinal da subestrutura quando selecionadas as estrelas dessa região e projetadas em mapas de densidade. É possível constatar que a contribuição das anãs do disco espesso para o CMD  $(g - i) \times i$  é menor do que para o CMD  $(g - r) \times r$ .

No entanto, para a mesma região, nota-se uma maior dispersão da sequência principal de TriAnd, o que pode ser atribuído a um maior erro da magnitude, já que para  $i = 21.5$  e  $r = 21.5$ , segundo a equação 2.1,  $\sigma(i) = 0.102$  e  $\sigma(r) = 0.075$ , o que justifica um maior deslocamento em cor para as isócronas nos CMDs  $(g - i) \times i$ . Portanto, a população de TriAnd nos CMDs  $(g - i) \times i$ , embora tenha maior dispersão em cor, contém menos estrelas do disco do que nos CMDs  $(g - r) \times r$ , o que torna as amostras obtidas a partir do CMD  $(g - i) \times i$  mais promissoras para a construção dos mapas de densidade.

Tabela 3.3: Critérios de seleção das candidatas fotométricas.

Cor do Ajuste	Nome do corte	Cor	Mag. limite dex	Deslocamento da isocrona dex	Quant. de estrelas	Parâmetros do Ajuste(A, B, C, D, E) Esquerda/Direita
Verde	1A	$g - r$	$19.8 < r < 22.3$	$\pm 0.50$	284705	-1243.0,-1180.4,1252.9,-803.3,-155.841 -1598.2,-1490.7,1600.6,-1046.9,-191.48
Verde	1B	$g - i$	$19.8 < i < 22.3$	$\pm 0.50$	237962	-630.5,-587.8,641.3,-428.1,-74.2 -938.1,-858.4,942.3,-634.6,-107.802
Vermelho	3A	$g - r$	$21 < r < 22.3$	$\pm 0.40$	99408	-671.0,-633.4,684.4,-450.4,-80.3 -830.3,-771.5,839.8,-559.1,-97.0
Vermelho	3B	$g - i$	$21 < i < 22.3$	$\pm 0.40$	68334	-480.0,-447.1,492.8,-332.6,-56.1 -758.9,-696.6,766.7,-517.5,-87.4
Amarelo	2	$g - r$	$19.5 < r < 22$	$\pm 0.40$	244655	-1542.9,-1481.0,1554.0,-975.4,-203.3 -1947.1,-1837.2,1950.5,-1253.2,-241.8

A amostra fotométrica simulada passou pelos mesmos critérios de seleção, pois como mencionado na Seção 1.4, TriAnd e TriAnd 2 são subestruturas muito tênues e que podem exigir comparação com dados simulados da Galáxia para evidenciar suas distribuições estelares projetadas no céu. Assim, nossa amostra final contém as estrelas candidatas contidas no intervalo de cor e magnitude estabelecido. Essas amostras finais observadas e simuladas tiveram suas estrelas contadas em cada um dos 2711 subcampos. Com isso, podemos analisar os dados a partir da amostra ou do resíduo obtido da subtração de dados observados pelos simulados. O contorno das nossas seleções pode ser visto na Figura 3.3.

Embora não tenhamos excluído as candidatas de nossa amostra que tivessem grande erro nas magnitudes — o qual eliminaria estrelas intrusas e com má qualidade observacional —, este corte acabou sendo efetuado de maneira indireta, embora não homogênea em todos subcampos, quando impomos uma magnitude limite ao corte.

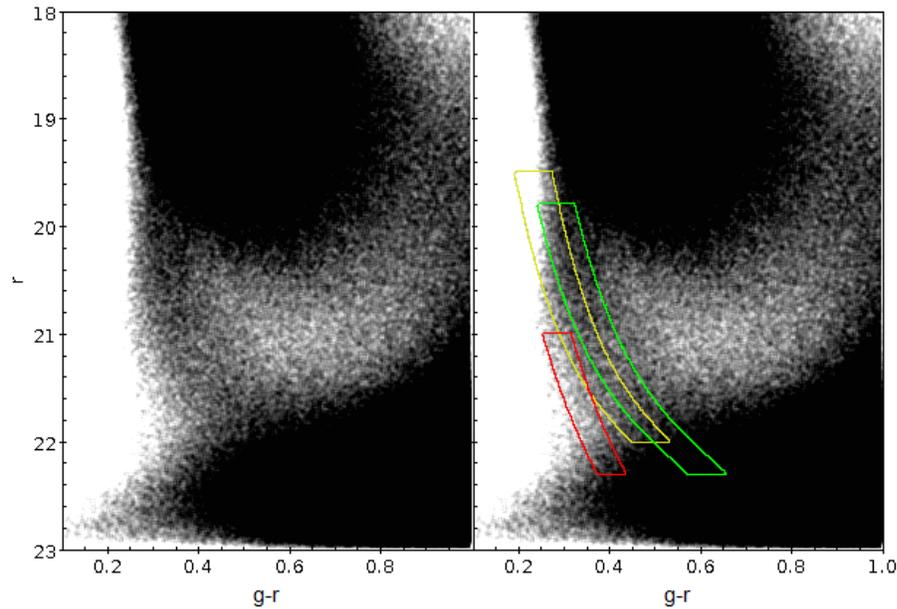


Figura 3.3: A figura à direita mostra a área de seleção da amostra fotométrica utilizada para construir os mapas de densidade estelar a partir dos cortes no CMD em  $(g-r) \times r$ . O mesmo diagrama é apresentado à esquerda, sem as áreas delimitadas para comparação entre o sinal isocronal e a área de seleção. As cores das áreas dos cortes evocam as cores das isócronas respectivas, descritas na Tabela 3.2.

### 3.1.3 Resíduo amostral

A tentativa de localizar populações através da subtração de dados simulados, infelizmente pode ser prejudicada pela descrição imperfeita dos componentes da Galáxia nos modelos galácticos. Para evidenciar e analisar essa discrepância, construímos CMDs da amostra observacional total, da amostra simulada total e do resíduo (obtido a partir da subtração do primeiro pelo segundo). A discrepância nos CMDs dos dados simulados e observados pode ser vista no CMD dos resíduos na Fig. 3.4.

Os mapas observados e simulados possuem uma grande diferença na quantidade de estrelas anãs para  $1.0 \lesssim (g-r) \lesssim 1.5$  e  $18 \lesssim r \lesssim 22$ . Isso gera um excesso negativo (déficit) no mapa de resíduos, o qual é representado também pela cor preta. Além disso, o erro fotométrico atribuído à amostra simulada gerou um maior alargamento em  $1.0 \lesssim (g-r) \lesssim 1.5$  e  $18 \lesssim r \lesssim 21$ . No mapa de resíduos ainda é possível identificar outra diferença: há menos anãs na simulação em  $r \sim 22.5$  ao longo de toda faixa de cor e também para  $(g-r) \sim 1.3$  e entre  $14 < r < 22$ . Essa última é caracterizada pela falta de populações mais vermelhas no modelo.

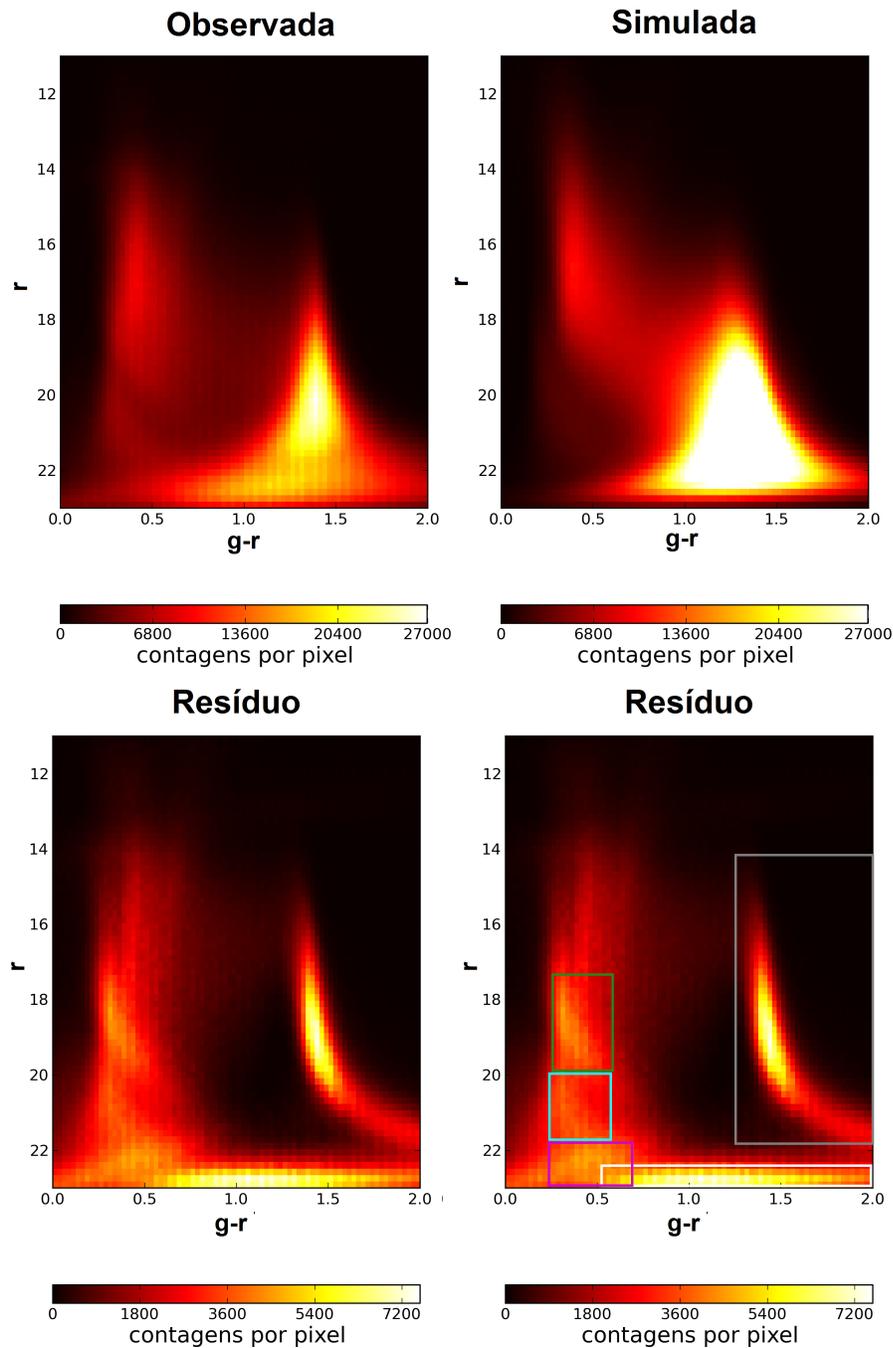


Figura 3.4: Diagramas cor-magnitude, de  $80 \times 70$  píxeis, da amostra total observada, simulada e do resíduo. TriAnd (caixa em ciano), Monoceros (caixa em verde) e Sagittarius (caixa em lilas) contribuem para o resíduo na parte azul do CMD residual. No entanto, o modelo contém regiões subestimadas em  $r \sim 22.5$  ao longo de toda faixa de cor (caixa em branco) e também para  $(g - r) \sim 1.3$  para  $14 < r < 22$  (caixa em cinza), evidenciando, nessa última região, que o modelo gera populações de baixa massa mais azuis do que o observado.

Embora as discrepâncias supracitadas sejam significativas, a região de maior interesse para nós é a parte do CMD que corresponde ao halo, onde a amostra observacional apresenta contagens que parecem ser comparáveis às da amostra simulada. As diferenças nessa região são melhor interpretadas diretamente no diagrama dos resíduos, onde é possível identificar Monoceros, TriAnd e a corrente mareal de Sagittarius ( $r < 22.3$  e  $g - r \sim 0.5$ ). Essas três estruturas que são evidenciadas a partir da subtração entre dados simulados e observados, demonstra que o modelo consegue satisfatoriamente diminuir o sinal do halo e, por conseguinte, tornar o sinal das subestruturas visíveis no CMD residual. Essa comparação reforça a proposta de usar a densidade estelar prevista pelo modelo como uma descrição razoável para a Galáxia, sob a qual excessos de densidade de destroços circungalácticos podem ser avaliados.

### 3.1.4 Perfis de densidade

Após selecionar as estrelas, utilizamos os perfis de densidade para procurar por excessos no campo da amostra. A construção dos perfis de densidade foi realizada ao longo de faixas de longitude e latitude, construídas pela divisão dos eixos correspondentes em intervalos de  $2.5^\circ$  em latitude e de  $5^\circ$  em longitude, como pode ser visto na Figura 3.5.

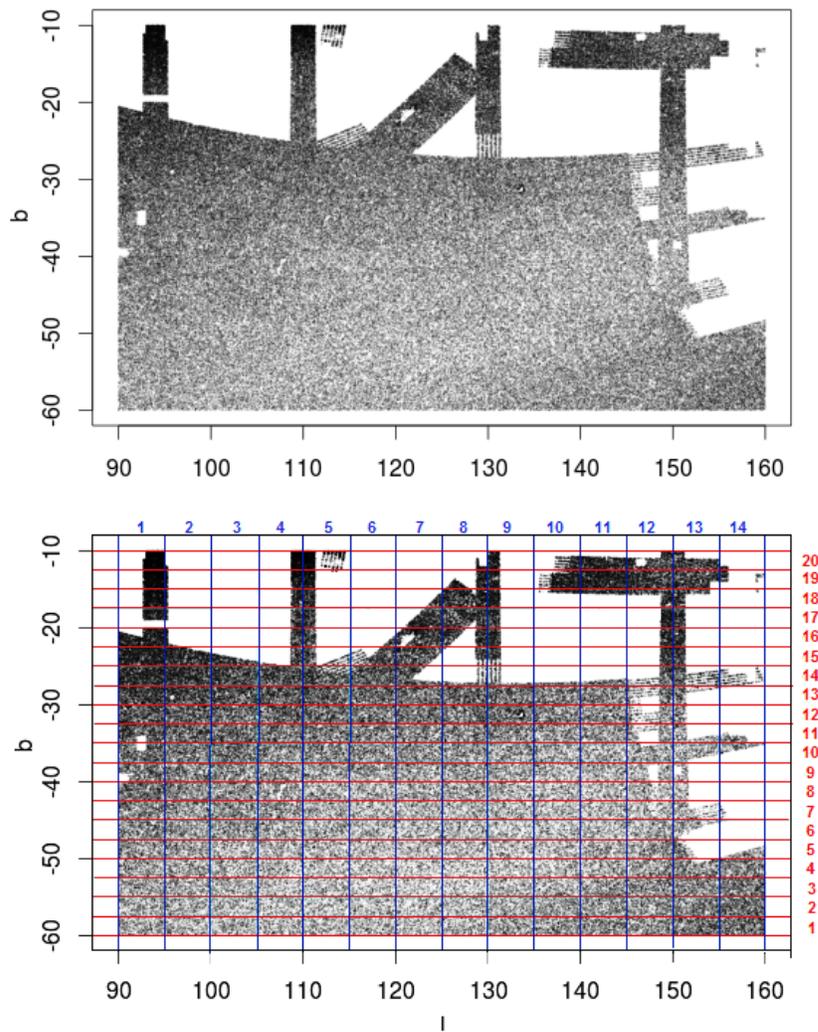


Figura 3.5: No gráfico superior vemos a distribuição espacial em coordenadas galácticas das estrelas selecionadas segundo o corte 2. O gráfico inferior contém a faixas de longitude e latitude utilizadas para obtenção dos perfis de densidade. As linhas em azul indicam as faixas de  $5^\circ$  de longitude para as quais foram obtidos os perfis de densidade longitudinal. As faixas de  $2.5^\circ$  de latitude para as quais foram tomados os perfis de densidade longitudinal, estão em vermelho. A numeração nas bordas indica o número da faixa respectiva.

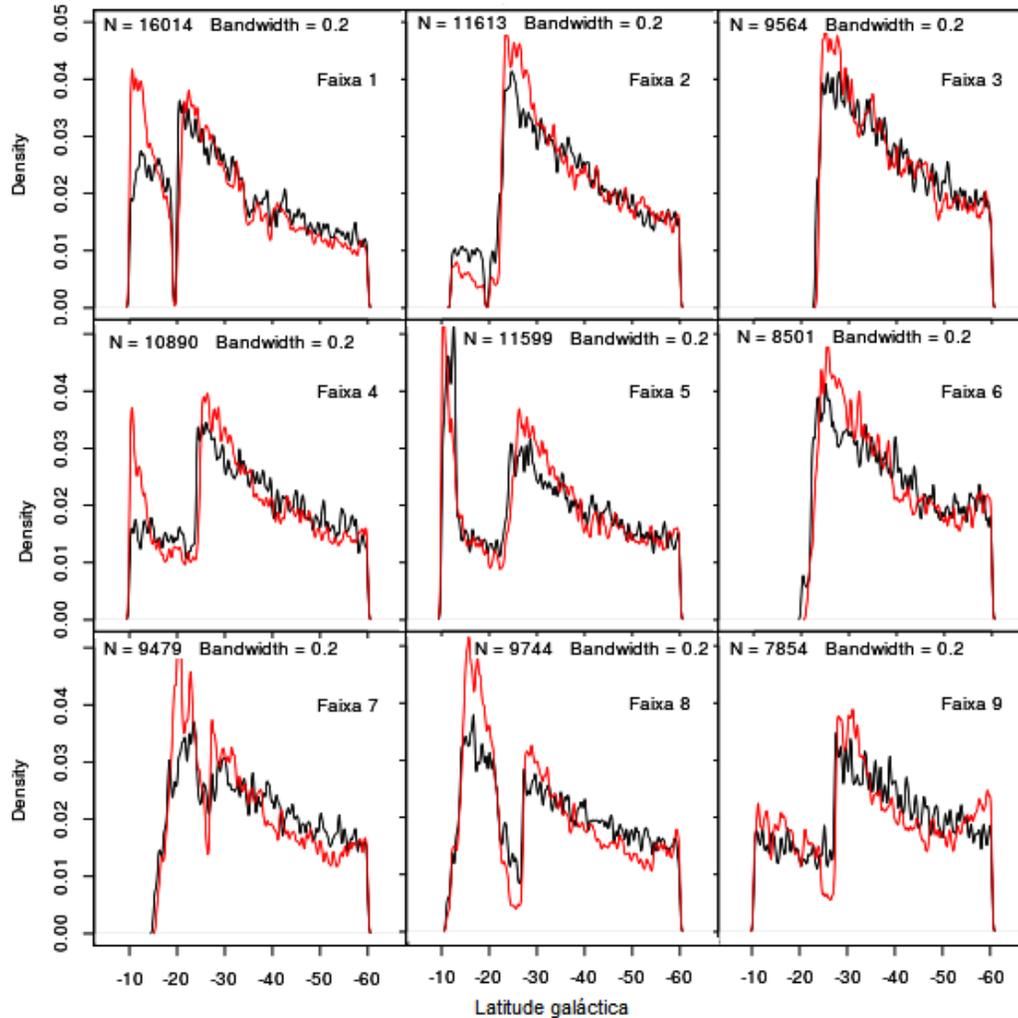


Figura 3.6: Perfis de densidade latitudinal para as faixas de 1 à 9. Em preto, o perfil de densidade dos dados simulados enquanto, mostramos o perfil de densidade dos dados observados está mostrado em vermelho. A densidade foi estimada por kernels gaussianos com banda  $h = 0.2$  a partir dos valores de número de estrelas por grau quadrado normalizado pelo número total de estrelas em cada faixa. Sendo  $N$  o número total de estrelas contidas na faixa de seleção do perfil de densidade.

Para a construção dos perfis de densidade usamos estimação de densidade por kernels gaussianos. A banda usada para o kernel foi de  $h = 0.2$ . Este valor de banda foi colocado após algumas tentativas com bandas diversas. O valor  $h = 0.2$  mostrou-se um bom compromisso entre a necessidade de traçar as variações de densidade do campo, sem cair no caso de pequenas flutuações de densidade.

Nesse primeiro momento, procuramos apenas identificar regiões que destoam do

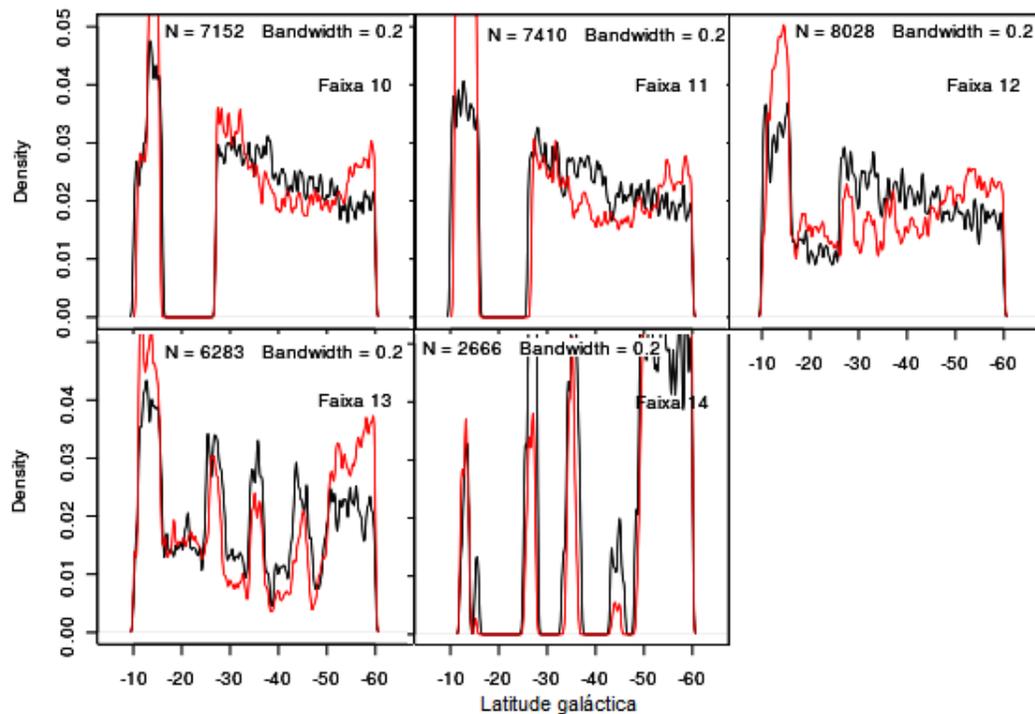


Figura 3.7: Perfis de densidade latitudinal para as faixas de 10 à 14. Em preto, o perfil de densidade dos dados simulados enquanto, mostramos o perfil de densidade dos dados observados está mostrado em vermelho. A densidade foi estimada por kernels gaussianos com banda  $h = 0.2$  a partir dos valores de número de estrelas por grau quadrado normalizado pelo número total de estrelas em cada faixa. Sendo  $N$  o número total de estrelas contidas na faixa de seleção do perfil de densidade.

padrão galáctico. Por isso apresentamos e discutimos apenas os perfis de densidade para a amostra selecionada a partir do corte 2. Aqui, queremos tão somente verificar onde (i.e., em que faixa de coordenadas galácticas) devemos esperar encontrar excesso de estrelas com respeito ao padrão galáctico.

Apresentamos, nas Figuras 3.6 à 3.10, os perfis de densidade para cada faixa indicada na Figura 3.5. Nelas, o perfil de densidade dos dados simulados é apresentado em preto, enquanto o perfil de densidade dos dados observados está mostrado em vermelho.

Em todos perfis de densidade latitudinais é possível identificar um excesso para  $b > -15^\circ$ . Uma contrapartida análoga é vista nas Faixas 18, 19 e 20 do perfil longitudinal que explora tais latitudes. Um maior número de estrelas é esperado próximo ao disco da galáxia ( $b \sim 0^\circ$ ). No entanto, essa diferença poderia ser devido a uma subestimação das contagens de estrelas próximas ao plano galáctico pelo TRILEGAL.

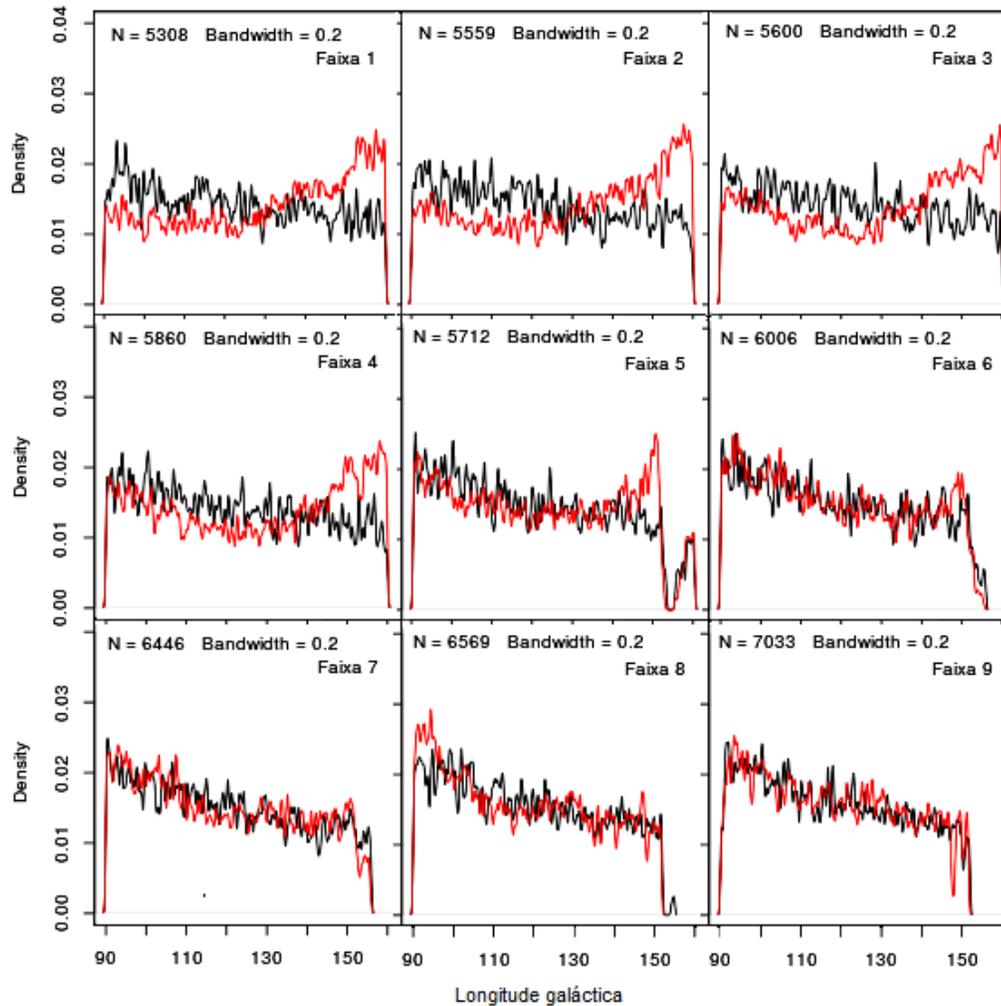


Figura 3.8: Perfis de densidade longitudinais para as faixas de 1 à 9. Em preto, o perfil de densidade dos dados simulados enquanto, em vermelho, mostramos o perfil de densidade dos dados observados. A banda utilizada foi de 0.2 a partir dos valores de número de estrelas por grau quadrado normalizado pelo número total de estrelas em cada faixa. Sendo  $N$  o número total de estrelas contidas na faixa de seleção do perfil de densidade.

O perfil dos dados observacionais também mostra excesso entre  $-20^\circ < b > -30^\circ$ . Mas se compararmos com os perfis longitudinais nas Faixas 13 e 14 (Figura 3.9), as quais são compatíveis com essa faixa de latitude, o excesso de densidade do perfil se restringe a  $l \sim 130^\circ$ , para a Faixa 13, e em  $l \sim 95^\circ, \sim 100^\circ, \sim 110^\circ, \sim 122^\circ$ , para a Faixa 14.

Nos perfis de densidade latitudinais, Figuras 3.6 e 3.7, a partir da Faixa 9 ( $l > 130^\circ$ ), constata-se para  $b < -50^\circ$  uma maior densidade nos dados observacionais, que destoa do padrão simulado e da própria tendência dos dados observacionais. Essa maior densidade

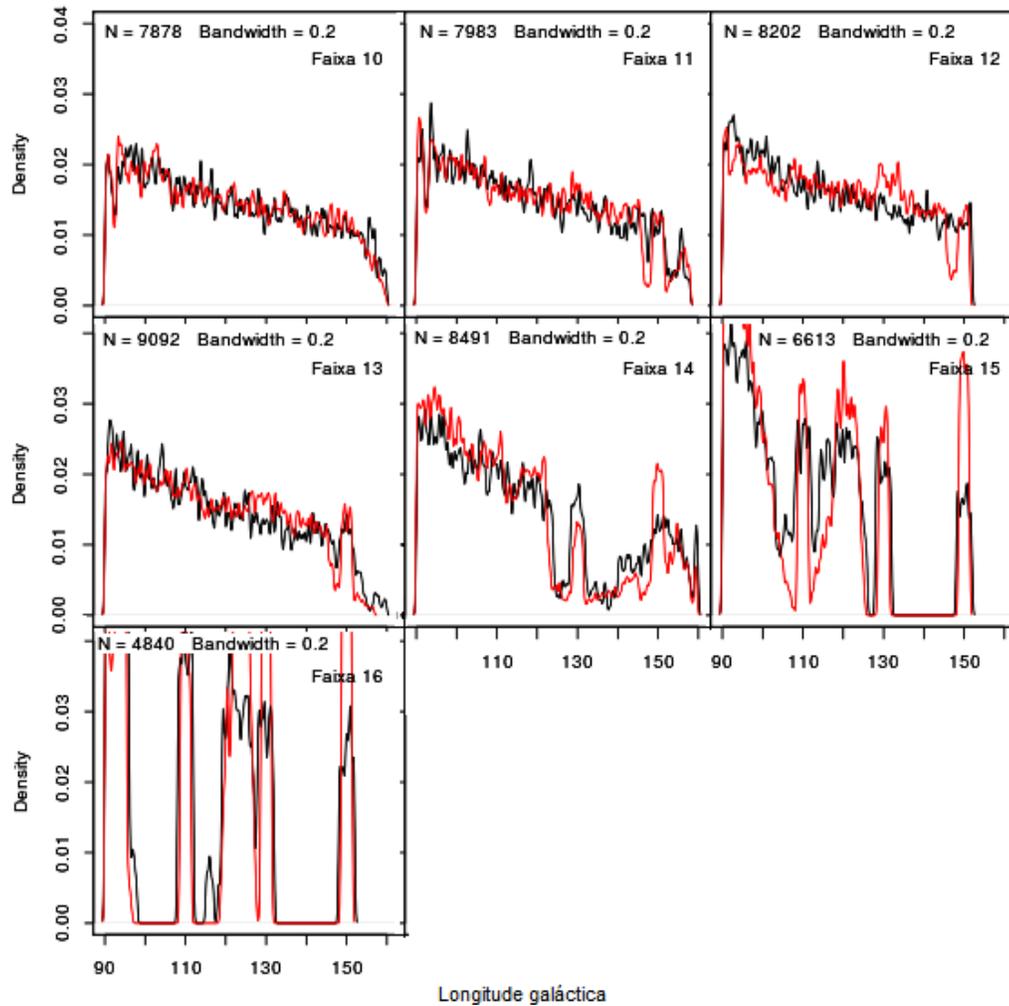


Figura 3.9: Perfis de densidade longitudinais para as faixas para as faixas as faixas de 10 à 16. Em preto, o perfil de densidade dos dados simulados enquanto, mostramos o perfil de densidade dos dados observados está mostrado em vermelho. A densidade foi estimada por kernels gaussianos com banda  $h = 0.2$  a partir dos valores de número de estrelas por grau quadrado normalizado pelo número total de estrelas em cada faixa. Sendo  $N$  o número total de estrelas contidas na faixa de seleção do perfil de densidade.

também está proeminente entre as Faixas 1 e 6 dos perfis longitudinais, Figura 3.8.

Na Faixa longitudinal 8 da Figura 3.8, identificamos uma maior densidade para  $l \lesssim 95^\circ$ . Devido ao ruído no perfil de densidade, é difícil avaliar a extensão dessa mesma região de maior densidade através das Faixas 7 e 9. A Faixa 12 (Figura 3.9), também apresenta uma região de maior densidade observacional bastante restrita em  $l \sim 130^\circ$ . No entanto, este excesso também parece estar presente nas Faixas 11 e 13, embora com menor intensidade.

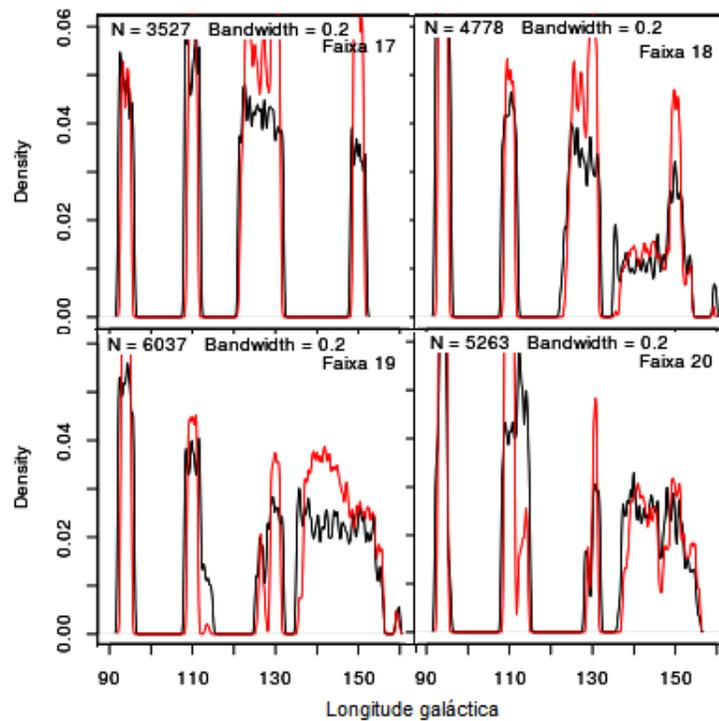


Figura 3.10: Perfis de densidade tomados em longitude das faixas de 17 à 20. O limite superior de densidade é distinto do vistos nas Figuras 3.8 e 3.9 . Em preto, o perfil de densidade dos dados simulados enquanto, mostramos o perfil de densidade dos dados observados está mostrado em vermelho. A densidade foi estimada por kernels gaussianos com banda  $h = 0.2$  a partir dos valores de número de estrelas por grau quadrado normalizado pelo número total de estrelas em cada faixa. Sendo  $N$  o número total de estrelas contidas na faixa de seleção do perfil de densidade.

Outra região onde há excesso de densidade observacional no perfil longitudinal dos dados observacionais está localizada em  $l \sim 150^\circ$ , na Faixa 14, Figura 3.9. Este excesso cresce consideravelmente até a Faixa 17, Figura 3.10, diminuindo em latitudes mais meridionais (Faixas 19 e 20).

Na Figura 3.10, Faixa 19, entre  $135^\circ < l < 145^\circ$  observa-se um excesso de aproximadamente 25% mais estrelas observadas que simuladas, contudo ela se torna quase nula na Faixa 20. Indicando que o excesso na Faixa 19, não deve ser devido a proximidade com o disco, do contrário um excesso compatível seria esperado na Faixa 20.

### 3.1.5 Mapas de densidades estelar estimados por kernel gaussiano

Mesmo que tenhamos identificado alguns excessos através do perfil de densidade, as flutuações estatísticas atrapalham nossos olhos na hora de identificar estas regiões nos mapas de densidade estelar projetada. Devido a isso, mapeamos esses excessos através de estimadores de densidade baseados em um kernel suavizador, ferramenta que nos permite concentrar o sinal de regiões estelares mais densas vizinhas, possibilitando evidenciar o sinal dos excessos.

Utilizamos o *software* TOPCAT (Taylor 2005) para a construção dos mapas de densidade desta seção. O TOPCAT não apenas permite variar os parâmetros dos ajustes com extrema facilidade, como não necessita de poder computacional para gerar os gráficos com *kernel* gaussiano. Além disso, os gráficos podem ter seus parâmetros alterados sem tempo de latência. Porém o TOPCAT não produz uma barra de cores para a opção de mapas de densidade. Visto isso, os mapas servirão apenas para uma análise qualitativa das subestruturas.

No mapa da densidade estelar projetada no céu, estimada por kernel gaussiano para estrelas selecionadas segundo o corte 1A (Figura 3.11 a), é possível identificar uma região mais densa em  $(l, b) = (90^\circ, -20^\circ)$ . Essa maior concentração de estrelas também foi observada nos perfis de densidade das Faixas 14, 15 e 16 (Figura 3.9) que cobrem essa região. Esse aumento no número de estrelas pode ser devido à maior proximidade da região com o centro galáctico. No entanto, uma análise mais cuidadosa será realizada na Seção 3.1.6.

É possível identificar a presença da cauda mareal de Sagittarius no canto inferior direito da Figura 3.11 (a). Este excesso coincide com os excessos observado nas Figuras 3.6 e 3.7, a partir da Faixa longitudinal 9 ( $l > 130^\circ$ ), para  $b < -50^\circ$ . Como o ponto de desligamento da sequência principal de SagDEG situa-se em torno de  $g = -22.5$  (veja Figura 3.12), nosso corte selecionou parte de suas estrelas, o que torna possível identificar sua estrutura em nossos mapas.

A região de baixa densidade, distribuída por uma grande área ( $100^\circ < l < 145^\circ$  e  $-24^\circ < b < -34^\circ$ ), é compatível com a sobredensidade TriAnd. Regiões de maior concentração contrastam em meio a essa difusa e extensa distribuição. É possível, como já havia sido sugerido por S14, supor um limite espacial em  $b \sim -35^\circ$ . Também parece se prolongar até  $l \sim 150^\circ$ ; todavia, a análise fica limitada pela falta de completude observacional

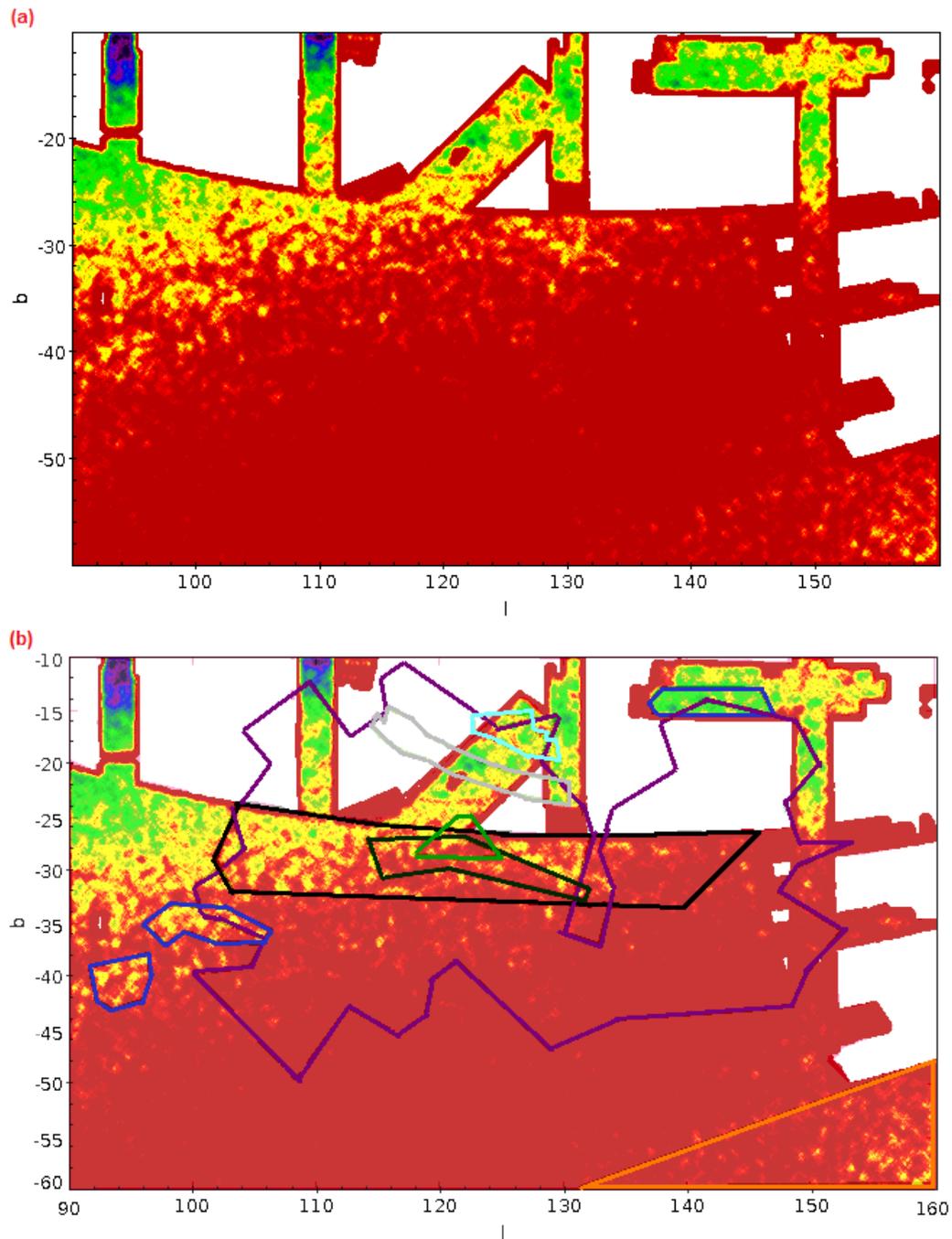


Figura 3.11: Gráfico superior: Mapa da densidade estelar projetada no céu, estimada por kernel gaussiano para estrelas selecionadas segundo o corte 1A. Gráfico inferior: comparação entre a densidade estelar obtida no gráfico superior com o contorno das subestruturas Alfa (em azul), Beta (em azul), Gama (em azul), TriAnd (em preto), “wispy feature” (TriAnd segundo Mar14; em verde escuro), PAndAs (em cinza), “Blob” (em ciano), corrente de Sagittarius (em laranja) e TriAnd, segundo RP04 (em roxo). A escala de cor vai do vermelho (menor densidade) para o azul escuro (maior densidade).

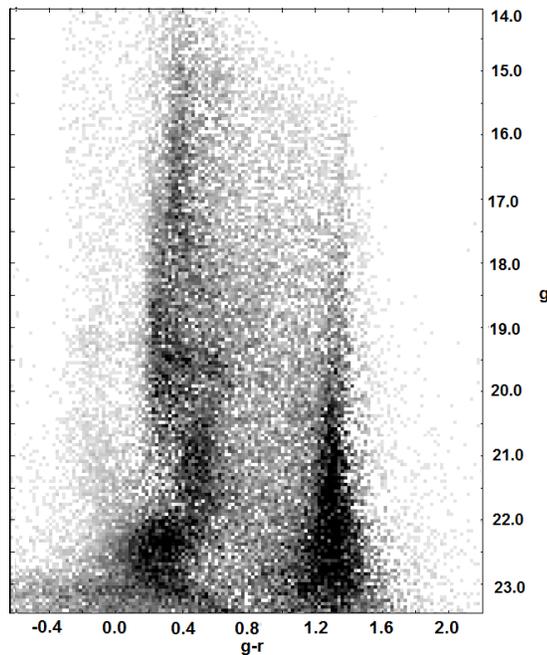


Figura 3.12: Diagrama cor-magnitude da imagem observada na região entre  $200^\circ < \alpha < 225^\circ$  e  $\delta \sim 0$ , subtraída de outras imagens do céu que não contém a estrutura de Sagittarius. O ponto de desligamento da sequência principal de SagDEG pode ser visto em  $(g-r) = 0.3$  e  $g = -22.5$ . Crédito da imagem: Newberg et al. 2002

por volta de  $(l, b) = (147^\circ, -27^\circ)$  e de  $b \gtrsim -24$ .

O mapa inferior da Figura 3.11 (b) apresenta, em preto, o contorno do limite de TriAnd segundo nossos mapas de densidade. TriAnd está distribuída por uma menor área do que foi sugerido por RP04 (contornos em roxo). É possível notar que coincidem o contorno de RP04 com o nosso em  $l \sim 103^\circ$ . Todavia temos uma limitação de completude, como mencionado, para regiões  $b \gtrsim -24^\circ$  e em  $l \sim 147^\circ$ , que não permitem avaliar sua possível extensão.

Além destas subestruturas, é possível identificar na Figura 3.11 (a) parte da corrente PAndAs, em  $(l, b) = (123^\circ, -20)$ , e do “Blob”, em  $(l, b) = (127^\circ, -17^\circ)$  — os contornos que delimitam essas subestruturas, podem ser vistos em cinza e ciano, respectivamente, na Figura 3.11 (b) —, ambos descobertos por Mar14. A subestrutura “Blob” se localiza na periferia do levantamento PAndAs e parece se estender além da cobertura do levantamento. Isso é compatível com o excesso que observamos em  $(l, b) = (130^\circ, -16^\circ)$ .

Destacamos a presença de três subestruturas localizadas por nós em  $(l, b) \sim (100^\circ, -35^\circ)$ ,  $(l, b) \sim (142^\circ, -14^\circ)$  e  $(l, b) \sim (94^\circ, -41^\circ)$  a qual chamamos, respectivamente, de

Alfa, Beta e Gama — contornadas em azul na Figura 3.11 (b). Beta, que está localizada mais próxima ao disco, caracteriza-se por possuir a densidade mais alta dentre as três no mapa de densidade de kernel gaussiano. Este excesso, como comentado na seção anterior, também aparece nos perfis de densidade na Faixa 12 latitudinal, Figura 3.7, e na Faixa 19 longitudinal da Figura 3.10. Alfa parece ser mais uma estrutura estreita não conectada à maior região de TriAnd. Embora a densidade observada de Alfa não se destaque da densidade simulada na Faixa 3 latitudinal (Figura 3.6), por volta de  $b \sim -35^\circ$  a densidade observada parece não seguir a tendência do padrão observacional. Gama, que é a mais difusa das três subestruturas no mapa com kernel gaussiano, se destaca na Faixa 8 longitudinal (Figura 3.8); no entanto, seu sinal não é identificado na Faixa 1 latitudinal (Figura 3.6).

As subestruturas PAndAs, “Blob” e Beta se destacam mais no mapa de densidade com *kernel* gaussiano do corte 2A, visto na Figura 3.13. A extensão da sobredensidade de

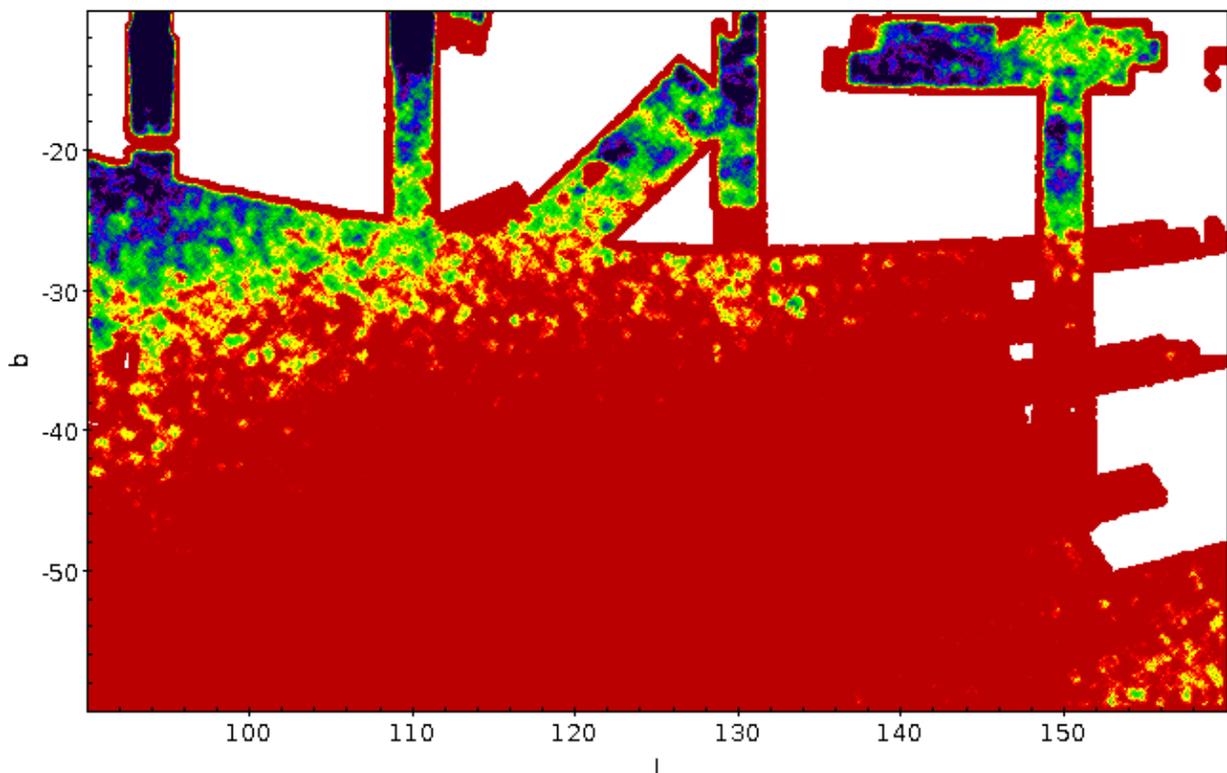


Figura 3.13: Mapa da densidade estelar projetada no céu, estimada por kernel gaussiano para estrelas selecionadas segundo o corte 2. Destacam-se fortemente a corrente PAndAs, “Blob”, a possível extensão do “Blob” em  $(l, b) \sim (130^\circ, -16^\circ)$  e em  $(l, b) \sim (144^\circ, -14^\circ)$ . A escala de cor vai do vermelho (menor densidade) para o azul escuro (maior densidade).

“Blob” cogitada a partir da Figura 3.11 (a), para este corte, parece acentuar-se mais em direção a  $(l, b) \sim (130^\circ, -16^\circ)$ .

Na Figura 3.13, identificamos um aumento de densidade da estrutura Beta e “Blob” ao longo duma direção comum. A conexão entre as duas sobredensidades surge como uma possibilidade devido à região de maior densidade em  $(l, b) \sim (130^\circ, -16^\circ)$ . A Figura 3.14, que é uma reprodução do mapa de densidade de estrelas de Slater et al. (2013), foi feito a partir de estrelas selecionadas segundo um corte em cor e magnitude compatível com ponto de desligamento da sequência principal de SagDEG. Como mencionado anteriormente, essa região contém estrelas de TriAnd e de SagDEG, e, por isso, na Figura 3.14 é possível identificar uma subestrutura, que se estende de  $l \sim 132$  até  $l \sim 150^\circ$  em torno de

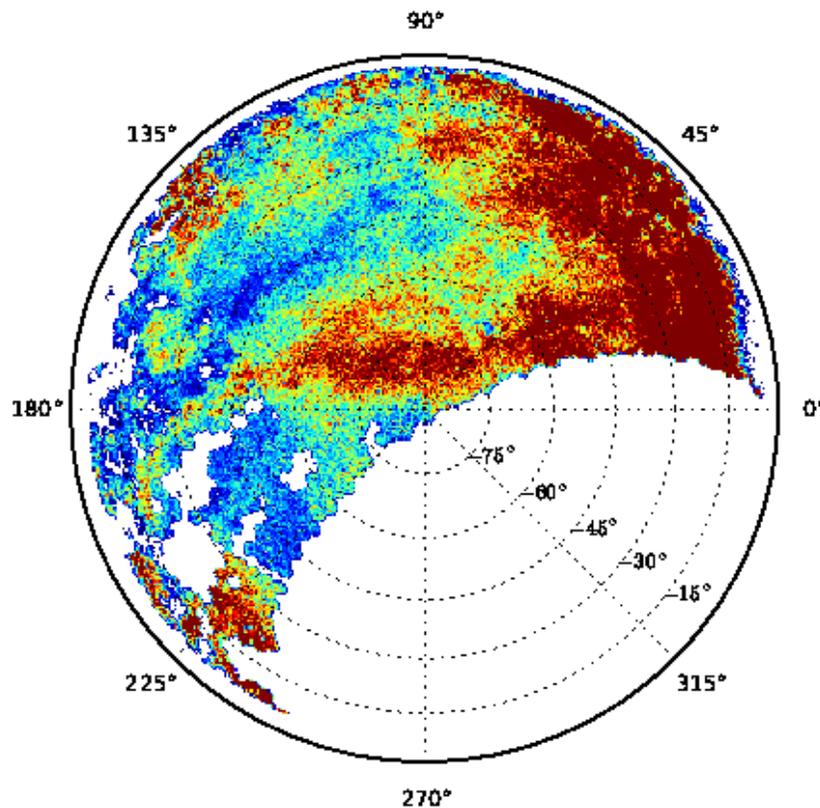


Figura 3.14: Reprodução do mapa de densidade de estrelas selecionadas por um corte em cor e magnitude compatível com ponto de desligamento da sequência principal de SagDEG feito por Slater et al. (2012), para dados do PanSTARRS. Os autores não a mencionam, mas é possível identificar uma sobredensidade que se estende de  $l \sim 132^\circ$  até  $l \sim 150^\circ$  em torno de  $b \sim -15^\circ$ , que corresponde ao que chamamos de Beta. Parte da estrutura de TriAnd, pode ser vista em  $-15^\circ < b > -30^\circ$  e  $l \sim 120^\circ$ . Crédito da imagem: Slater et al. (2013)

$b \sim -15^\circ$ , que é compatível com nossa hipótese de conexão entre “Blob” e Beta.

Com vistas a produzir um mapa de densidade de candidatas fotométricas com maior probabilidade de pertencer a TriAnd, desenvolvemos um novo método de seleção de candidatas que consiste em selecionar apenas as candidatas fotométricas que sejam simultaneamente compatíveis com o mesmo filtro isocronal em diferentes bandas. Isto é, usamos a mesma isócrona para definir diferentes áreas dos diagramas  $(g-r) \times r$  e  $(g-i) \times i$ . Só as estrelas que foram compatíveis com o filtro isocronal em ambos CMDs foram selecionadas.

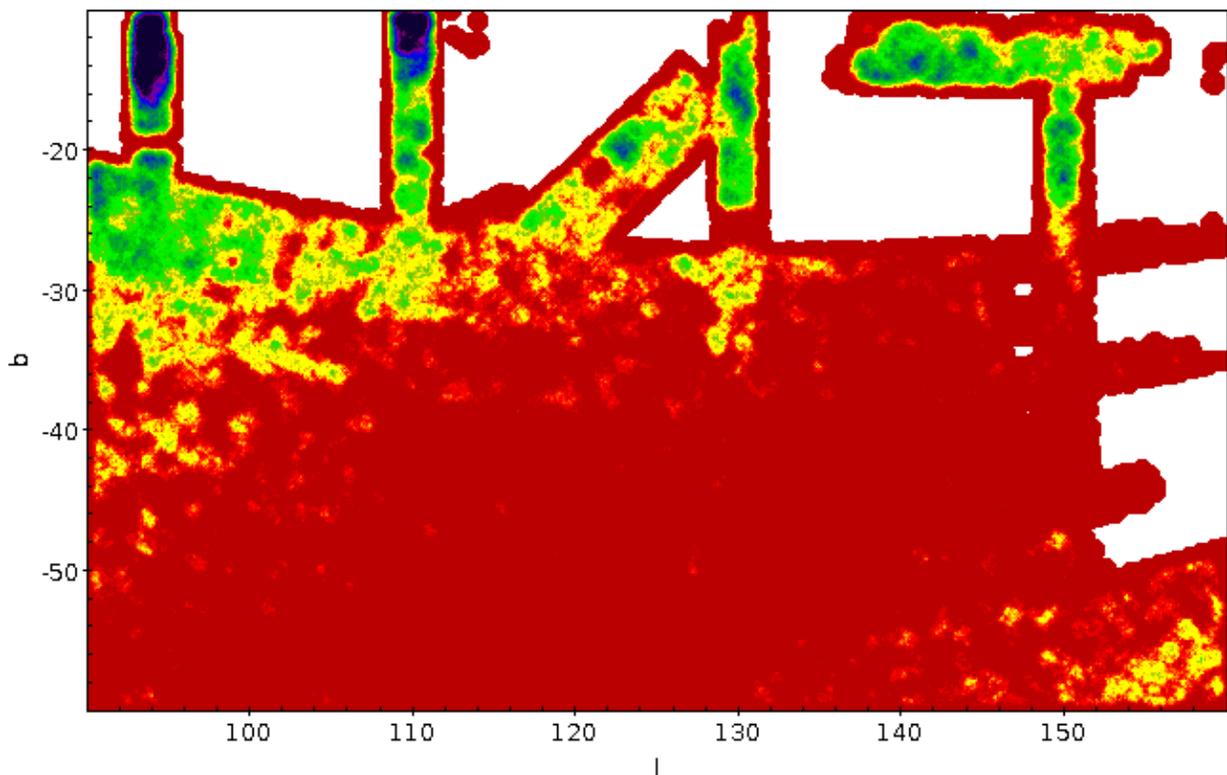


Figura 3.15: Mapa de densidade de estelar projetada na esfera celeste, estimada por kernel gaussiano para estrelas que têm maior probabilidade de pertencer à população que segue simultaneamente os cortes 1A e 1B. A escala de cor vai do vermelho (menor densidade) para o azul escuro (maior densidade).

Por exemplo, para construir o mapa de densidade da Figura 3.15, selecionamos apenas as estrelas que estavam presentes tanto no corte 1A como no corte 1B. O número total de estrelas compatíveis com ambos cortes é 65510, o que representa aproximadamente metade das estrelas contidas no corte 1A ou 1B. A menor quantidade de estrelas em comparação com os demais mapas teve como consequência uma menor resolução devido à

necessidade da utilização de uma banda maior para o *kernel*, no TOPCAT<sup>1</sup>.

O novo método de seleção de intersecção de filtros isocronais não apenas possibilitou identificar Alfa, Gama e TriAnd, mas também Beta, PAndAs e “Blob” que eram subestruturas mais fracas no corte 1A. Uma importante diferença deste mapa em relação aos demais mapas de densidade é que a subestrutura Alfa tem uma distribuição espacial que lembra uma corrente mareal.

O fato de as subestruturas Beta, PAndAs e “Blob” se tornarem evidentes demonstra que parte de seu sinal ficava imerso em estrelas selecionadas pelo corte mas que não pertenciam de fato à população. Isso mostra que a utilização desse método de seleção por intersecção de filtro isocronais é mais eficiente que o tradicional método de selecionar estrelas apenas a partir de um único filtro isocronal.

### 3.1.5.1 Correspondência entre a extinção interestelar e as subestruturas

Como as medições das magnitudes das estrelas são afetadas pela extinção interestelar e, também, TriAnd é uma sobredensidade que está distribuída por uma grande área do céu, com desligamento da sequência principal próximo do limite de magnitude do SDSS, seu campo pode cruzar regiões de alta ou baixa extinção que poderiam levar a subestimação ou superestimação da distribuição diferencial de estrelas ao longo do céu.

Para analisar se a extinção estelar pode ser responsável por algumas subestruturas, comparamos os mapas de densidade com o mapa da distribuição do avermelhamento galáctico de Schlegel et al. (1998) para a mesma área da amostra (veja Figura 3.16). O mapa de avermelhamento está subdividido em  $701 \times 501$  subcampos de 0.1 graus quadrados, o que totaliza 351201 subcampos. Destes, um total de 145510 ocupam a mesma área que os 2711 subcampos de 1 grau quadrado. Com isso, obtemos uma resolução mais apurada que os mapas de 1 grau quadrado (usados para a densidade estelar) a fim de evidenciar as nuances do avermelhamento e sua relação com as sobredensidades encontradas.

Os contornos representam as subestruturas Alfa (em rosa), Beta (em vermelho), Gama (em amarelo), TriAnd (em ciano) e cauda mareal de SagDEG (em lilás) identificadas nos mapas de densidade. Essas subestruturas não se encontram em regiões de menor extinção, o que elimina a possibilidade de haver excessos gerados devido à baixa extinção. Regiões de mais alta extinção também não são coincidentes com as regiões de maior ex-

<sup>1</sup>TOPCAT usa um *kernel* gaussiano cuja banda é adaptável ao número de estrelas no mapa.

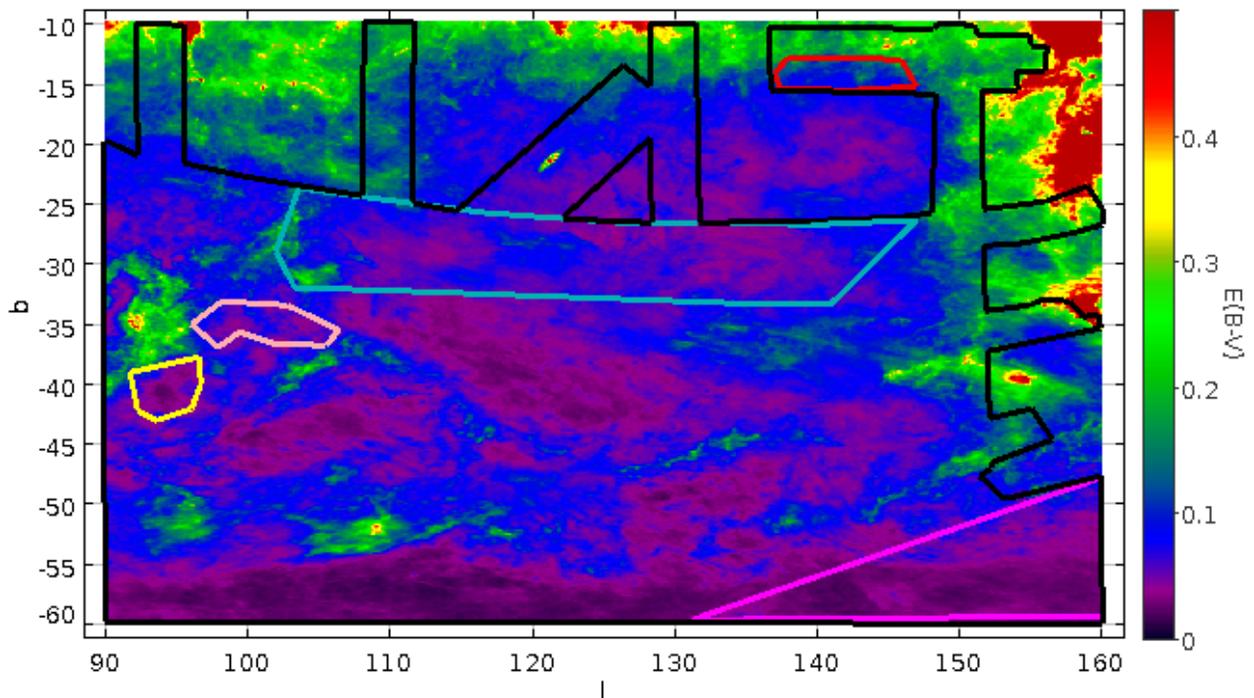


Figura 3.16: Mapa da distribuição do avermelhamento galáctico  $E(B-V)$  de Schlegel et al. (1998) que revela não haver coincidência de grandes valores de extinção com as áreas de maior densidade estelar delimitadas: Alfa (em rosa), Beta (em vermelho), Gama (em amarelo), TriAnd (em ciano) e cauda mareal de SagDEG (em lilás).

cesso. No entanto, a extinção poderia gerar falsas regiões de baixas contagens como em  $(l, b) \sim (103^\circ, -27^\circ)$ , região em que limitamos a estrutura TriAnd. Isso implica que a estrutura poderia se prolongar por uma maior área, assim como a subestrutura Beta.

Uma outra análise pode ser feita a partir da comparação entre o número de estrelas e o valor do avermelhamento médio no subcampo que as contém. A Figura 3.17 mostra que os subcampos com mais estrelas dentre os 351201 subcampos não possuem  $E(B-V) > 0.3$ , valor limite estipulado na seleção dos subcampos de 1 grau quadrado (ver a subseção 2.1.3). Como mostra a Tabela 3.4, apenas 928 subcampos dentre os 145510, da área campo da amostra, possuem  $E(B-V) > 0.3$ . A existência de 928 subcampos em nossa amostra com  $E(B-V) > 0.3$  é devido ao fato de utilizarmos um valor médio de  $E(B-V)$  para cada subcampo de 1 grau quadrado. Quando subdivididos esses subcampos, alguma de suas partes passaram a ter, em média,  $E(B-V) > 0.3$ ; no entanto, estes subcampos não são estatisticamente significativos em comparação ao restante da amostra.

Na Figura 3.17, no gráfico interno, para apenas subcampos com valores de  $E(B-V)$

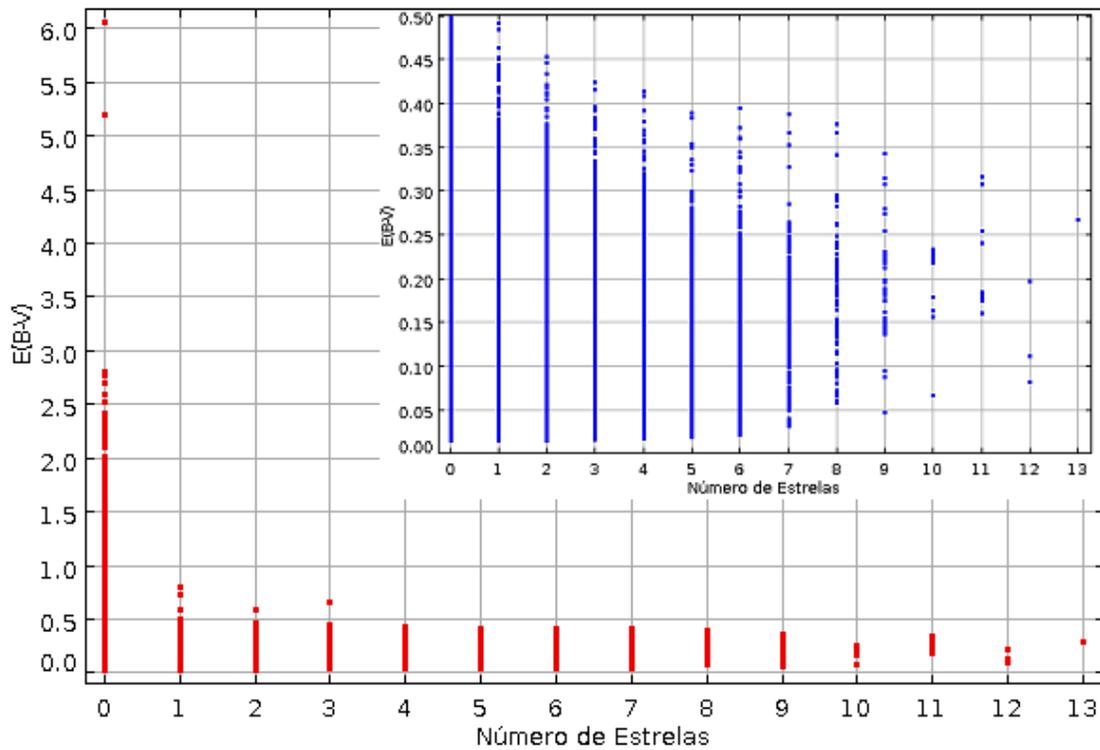


Figura 3.17: Número de estrelas em função do avermelhamento. Gráfico interno, apenas para subcampos de  $0.1^\circ \times 0.1^\circ$  quadrado com valores  $E(B - V) > 0.3$ . Regiões de menor extinção não contêm o maior número de estrelas.

$V) < 0.5$ , é possível notar que regiões de menor extinção não contêm o maior número de estrelas. Esse resultado reafirma que regiões mais densas nos mapas não são falsos excessos gerados por um maior valor de  $E(B - V)$  ou que as subestruturas são condizentes com as regiões de menor avermelhamento.

Tabela 3.4: Número de campos em função do avermelhamento

Amostra	Número de campos	Número de Estrelas
Completa	145510	237962
$E(B - V) > 0.3$	447	928
$E(B - V) < 0.3$	145063	237034

### 3.1.6 Mapas de densidade residual

Uma vez reconhecidas as regiões de possível localização das subestruturas buscamos mapeá-las através de mapas com comparações da densidade entre dados observados e simulados. A seleção das estrelas pelos cortes isocronais, em cada subcampo, foi realizada tanto para a amostra observada quanto para a simulada. Dessa forma, para cada subcampo de 1 grau quadrado, temos a quantidade de estrelas observada e a esperada segundo um modelo de populações estelares. Quando subtraídos os dados simulados dos observados, estaremos subtraindo o equivalente ao que se espera em quantidade de estrelas da Galáxia. O resíduo quando projetado em um mapa celeste pode vir a evidenciar subestruturas dependendo da sua significância e coerência da disposição espacial.

Na Figura 3.18, dispomos dois gráficos de densidade estelar obtidos a partir do corte 1A. São estes os mapas: densidade de estrelas simuladas e densidade de estrelas observadas. Cada mapa contém os 2711 subcampos de 1 grau quadrado. A barra de cor informa o número de estrelas por subcampo em escala logarítmica (base 10). Apenas os valores de excesso mais relevantes foram apresentados (i.e, superiores a  $10^{1.35} \approx 22$  estrelas).

Na Figura 3.18 (a) — mapa de densidade da amostra simulada —, é possível identificar um aumento na quantidade de estrelas na direção de longitudes menores, devido à maior proximidade das regiões internas da Galáxia. O mesmo é visto em latitude, devido à maior proximidade com o plano galáctico. Aqui, identificamos essa tendência da distribuição estelar como um aparente gradiente de estrelas em direção a  $(l, b) \sim (90^\circ, -20^\circ)$ . Além de algumas pequenas flutuações nas contagens dos subcampos, não existe nenhum desvio de densidade que destoa do padrão observado deste gradiente.

Para essa mesma região —  $(l, b) \sim (90^\circ, -20^\circ)$  — no mapa de densidade da amostra observada (Figura 3.18 b), também, é possível identificar uma maior densidade. Além dos de alguns subcampos que apresentam excesso que não segue o gradiente da distribuição de estrelas observadas na Figura 3.18 (a), outra diferença significativa entre as Figuras 3.18 (a) e (b), é a presença da cauda mareal de Sagittarius, observada no canto inferior direito da Figura 3.18 (b).

No mapa de densidade do resíduo para o corte 1A (Figura 3.19), constata-se a eficiência dos mapas comparativos de densidade para evidenciar as subestruturas. As demais regiões perdem significância e apenas alguns subcampos isolados que contém valor

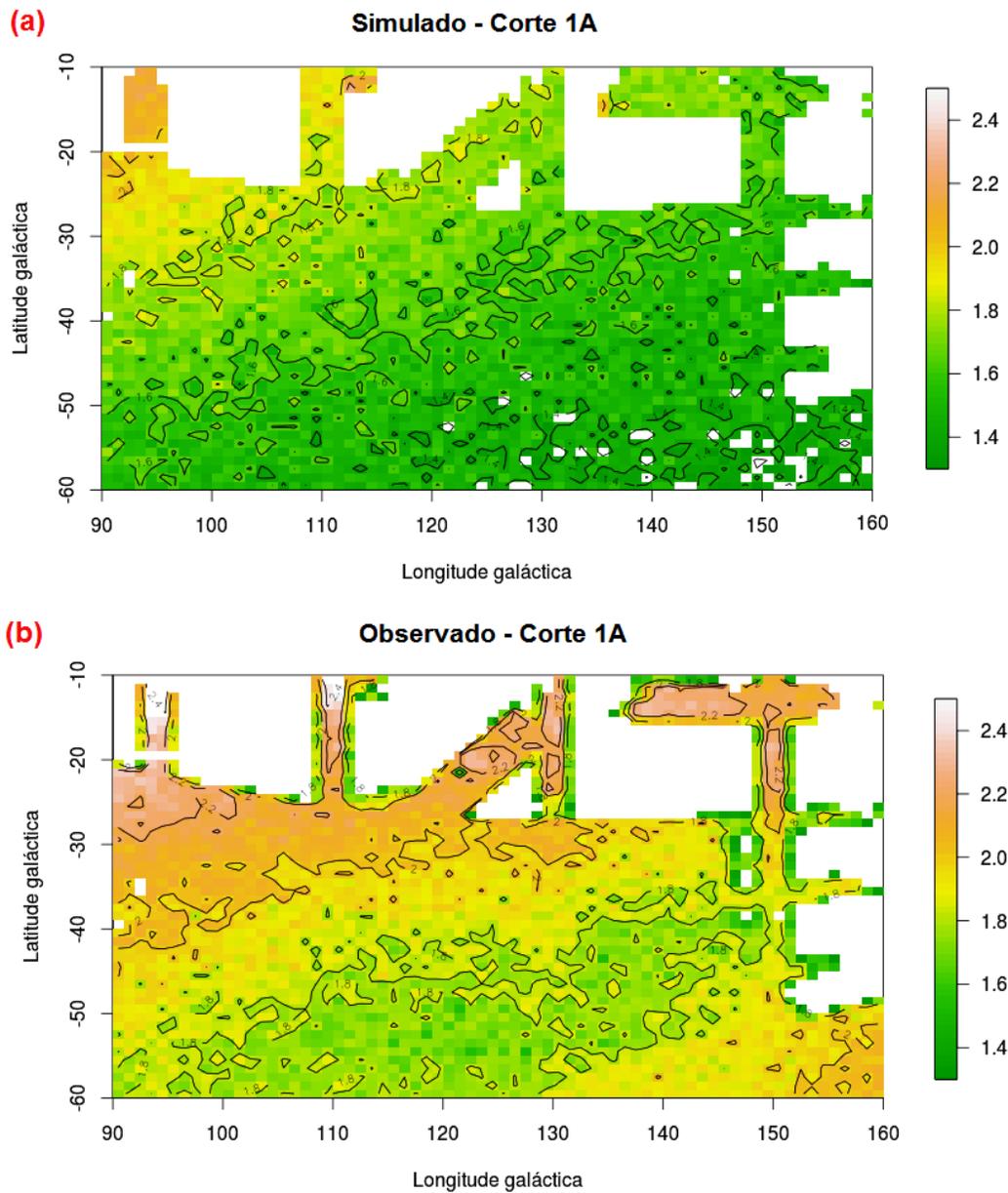


Figura 3.18: Gráfico superior: mapa de densidade estelar da amostra simulada, obtido a partir do corte 1A. Além de algumas pequenas flutuações nas contagens dos subcampos, não existe nenhum desvio de densidade que destoa do padrão observado do gradiente de estrelas em direção a  $(l, b) \sim (90^\circ, -20^\circ)$ . Gráfico inferior: mapa de densidade estelar da amostra observada, obtido a partir do corte 1A. Ambos gráficos apresentam similaridade na tendência da distribuição, sendo a principal diferença a presença da cauda mareal de Sagittarius, observada no canto inferior direito. Apenas os valores de excesso mais relevantes foram apresentados (i.e, superiores a  $10^{1.35} \approx 22$  estrelas). A resolução do mapa é de  $1^\circ$  quadrado. A barra de cor informa o número de estrelas por subcampo em escala logarítmica (base 10).

de excesso compatível com as regiões mais densas (i.e, superiores a  $10^{1.7} \approx 50$  estrelas) — indicados por contornos —, aparecem entre a corrente de Sagittarius e a extensa e tênue sobredensidade localizada em  $-20^\circ \lesssim b \lesssim -32^\circ$  e  $105^\circ \lesssim l \lesssim 140^\circ$ . É possível caracterizar o excesso ao longo desta faixa como uma sobredensidade real, devido à observação da corrente mareal de SagDEG e por sua distinção em relação ao padrão galáctico. Uma vez que no entorno de  $(l, b) \sim (104^\circ, -27^\circ)$  existe um decréscimo na densidade estelar que caracteriza a região onde a quantidade de estrelas simuladas é similar às observadas. Na direção do anti-centro Galáctico, há um excesso  $(l, b) \sim (110^\circ, -27^\circ)$  que não é condizente com o gradiente visto para amostra simulada. Além disto, a baixa contagem estelar em  $(l, b) \sim (104^\circ, -27^\circ)$  não coincide com uma região de maior densidade da amostra simulada.

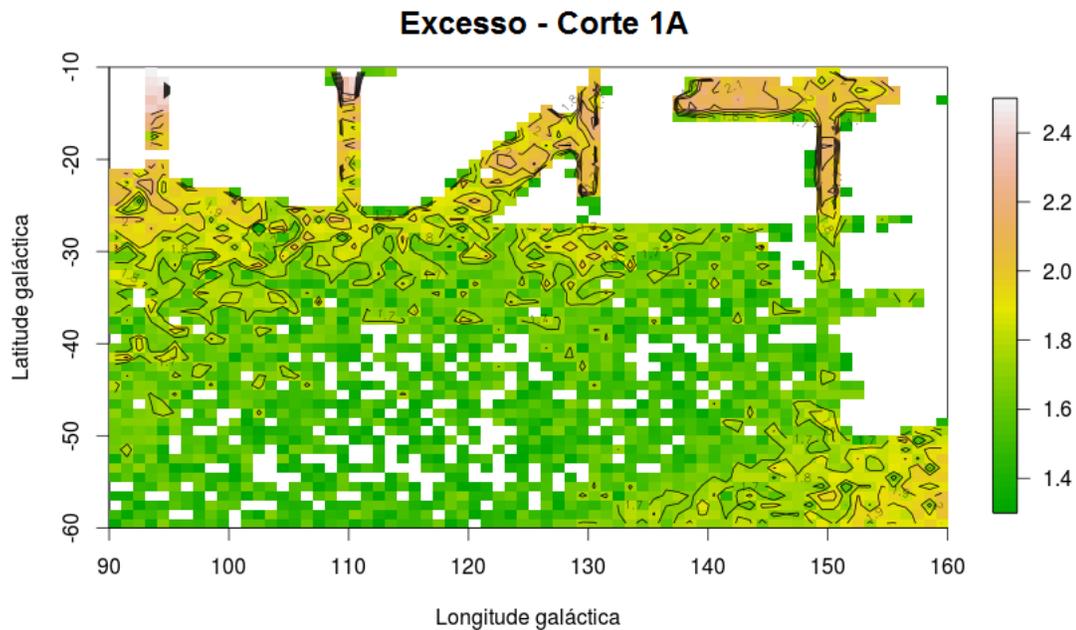


Figura 3.19: Mapa de densidade estelar residual (observado – simulado), filtradas pelo corte 1A. Os principais excessos estão evidenciados pelos contornos com número de estrelas superiores a  $10^{1.7} \approx 50$  estrelas. TriAnd é o extenso excesso de baixa densidade localizado em  $100^\circ < l < 145^\circ$  e  $-24^\circ < b > -34^\circ$ . A barra de cor informa o número de estrelas por subcampo em escala logarítmica (base 10).

Essa região de baixa densidade ( $100^\circ < l < 145^\circ$  e  $-24^\circ < b > -34^\circ$ ) que aparecia nos mapas de densidade com kernel gaussiano, possui quantidade de estrelas que varia de 50 a 100 estrelas. A ausência de uma distribuição contínua é esperada ainda mais para uma estrutura com baixa quantidade de estrelas. Essa variação na quantidade de estrelas também é vista na corrente mareal de Sagittarius em  $(l, b) \sim (155^\circ, -55^\circ)$ , que apresenta

diversos relevos e descontinuidades na sua densidade.

A corrente PAndAs e o “Blob” aparecem como um forte excesso de até  $\sim 100$  estrelas por grau quadrado. Beta aparece como uma grande densidade em quase toda região entre  $-10^\circ < b < -15^\circ$  e  $137^\circ < l < 150^\circ$ . Isso ocorre, como visto nos mapas de kernel gaussiano, devido ao corte 1A não definir tão bem a estrutura como o corte 2.

A subestrutura Alfa, aparece com contornos que indicam um excesso de  $\sim 56$  estrelas por grau quadrado com regiões mais densas de até  $\sim 63$  estrelas por grau quadrado. Sua estrutura não tem formato tão estreito quanto a vista na Figura 3.15, mas apresenta o mesmo padrão de distribuição.

A fim de analisar se o excesso nos subcampos é significativo, empregamos a distribuição de Poisson para estimar a probabilidade de que as contagens observadas sejam compatíveis com as contagens esperadas para a Galáxia, segundo a amostra simulada. A quantidade que nos interessa é o valor- $p$  deste teste, que corresponde à probabilidade de se obter uma estatística de teste igual ou mais extrema do que aquela observada em uma amostra, sob a hipótese nula. Valores- $p$  inferiores a 0.05 são considerados estatisticamente significantes na decisão de rejeição da hipótese nula, correspondendo à afirmação clássica de que “a hipótese nula pode ser rejeitada com uma significância superior a 95%”. Quanto menor for o valor- $p$ , mais improvável é a hipótese nula; ou, em outros termos, maior a significância estatística do resultado encontrado.

Para este caso, a hipótese nula corresponde à afirmação de que o número de estrelas encontradas numa determinada seleção é estatisticamente igual ao número de objetos deste tipo na amostra simulada. A Figura 3.20 mostra para cada subcampo, o valor- $p$  obtido pela comparação entre as contagens das amostras observada e simulada para o corte 1A. A barra de cor indica o logaritmo dos valores- $p$  inferiores a 0.01. Dessa forma, todos os subcampos apresentados com cores diferente de branco — exceto as regiões  $(l,b) \sim (94^\circ, -12^\circ)$  e  $(l,b) \sim (110^\circ, -12^\circ)$  que estão em branco mas tem valor inferior ao mínimo da barra de cor — indicam rejeição da hipótese nula.

Os contornos de valor- $p$  na Figura 3.20 coincidem com as regiões de maior excesso da Figura 3.18. Com isso, mostramos que o excesso observado é significativo.

A Figura 3.21 contém dois mapas de densidade estelar residual dos cortes 1B e 2, que são cortes em cor  $(g - r)$  e magnitude  $r$ . O mapa de densidade residual do corte 1B é ligeiramente diferente do mapa residual do corte 1A. Mas não há nenhuma diferença significativa na distribuição espacial entre os três mapas de resíduos contidos nas Figu-

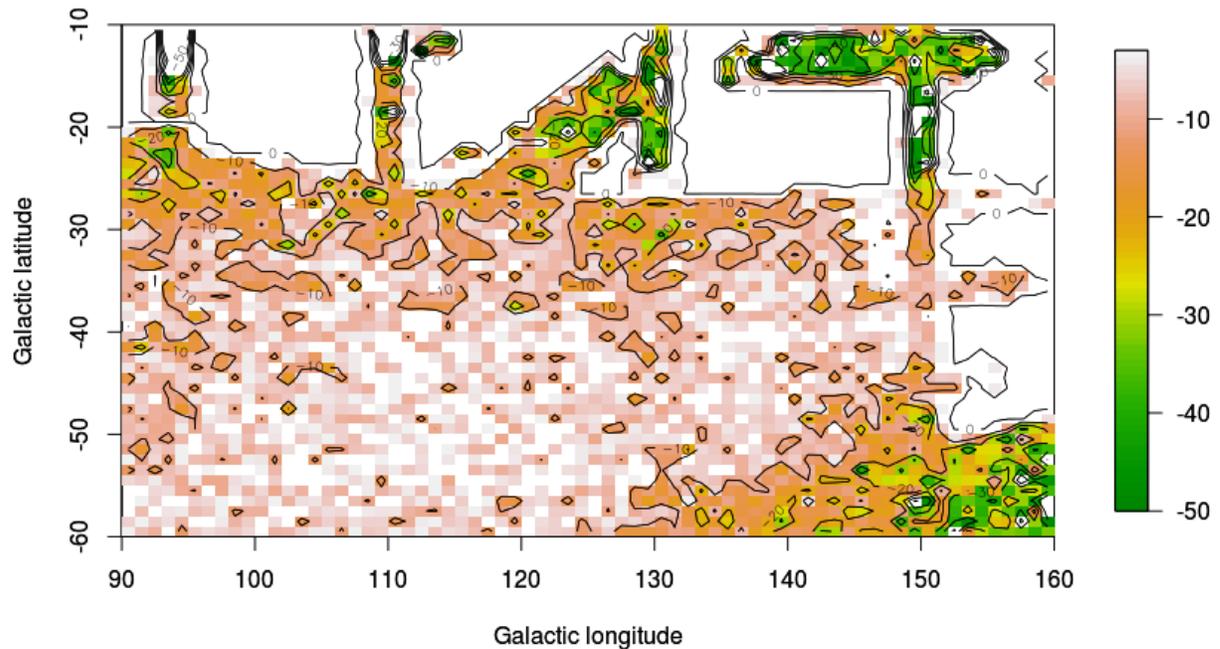


Figura 3.20: Mapa de contorno do valor- $p$  para as contagens. O valor- $p$  foi obtido através da distribuição de Poisson em cada subcampo, pela comparação entre as contagens das amostras observada e simulada para o corte 1A. A barra de cor indica o logaritmo dos valores- $p$  inferiores a 0.01, os quais indicam rejeição da hipótese nula.

ras 3.19 e 3.21. A maior diferença entre os três mapas de densidade estelar residual é o excesso em  $(l, b) \sim (110^\circ, -30^\circ)$ , dos cortes 1B e 2, que coincide com a região de maior densidade do mapa de gigantes de RP04. Outra diferença é a maior quantidade de estrelas nas subestruturas PAndAs e “Blob”, que aparecem nos mapas de densidade na Figura 3.21. A maior resolução de PAndAs, “Blob” e Beta na Figura 3.21 (b) indica que o corte 2 privilegia a seleção de estrelas dessas subestruturas.

Quanto à maior distribuição de TriAnd, nos dois mapas da Figura 3.21 a subestrutura se prolonga até  $l \sim 145$  e evidencia a região de maior densidade de RP04, em contraste com o mapa do corte 1A. Como a distribuição espacial de TriAnd apresenta apenas pequenas variações nas regiões de menor densidade, é possível, como sugerido por S14, delimitá-la em  $b \sim -35^\circ$  com base no padrão dos três mapas de densidade estelar residual (Figuras 3.21 e 3.19).

A Figura 3.22 contém o mapa de densidade referente ao corte 3A, para TriAnd 2. Não é possível identificar, através deste corte, nenhum excesso significativo. Os campos

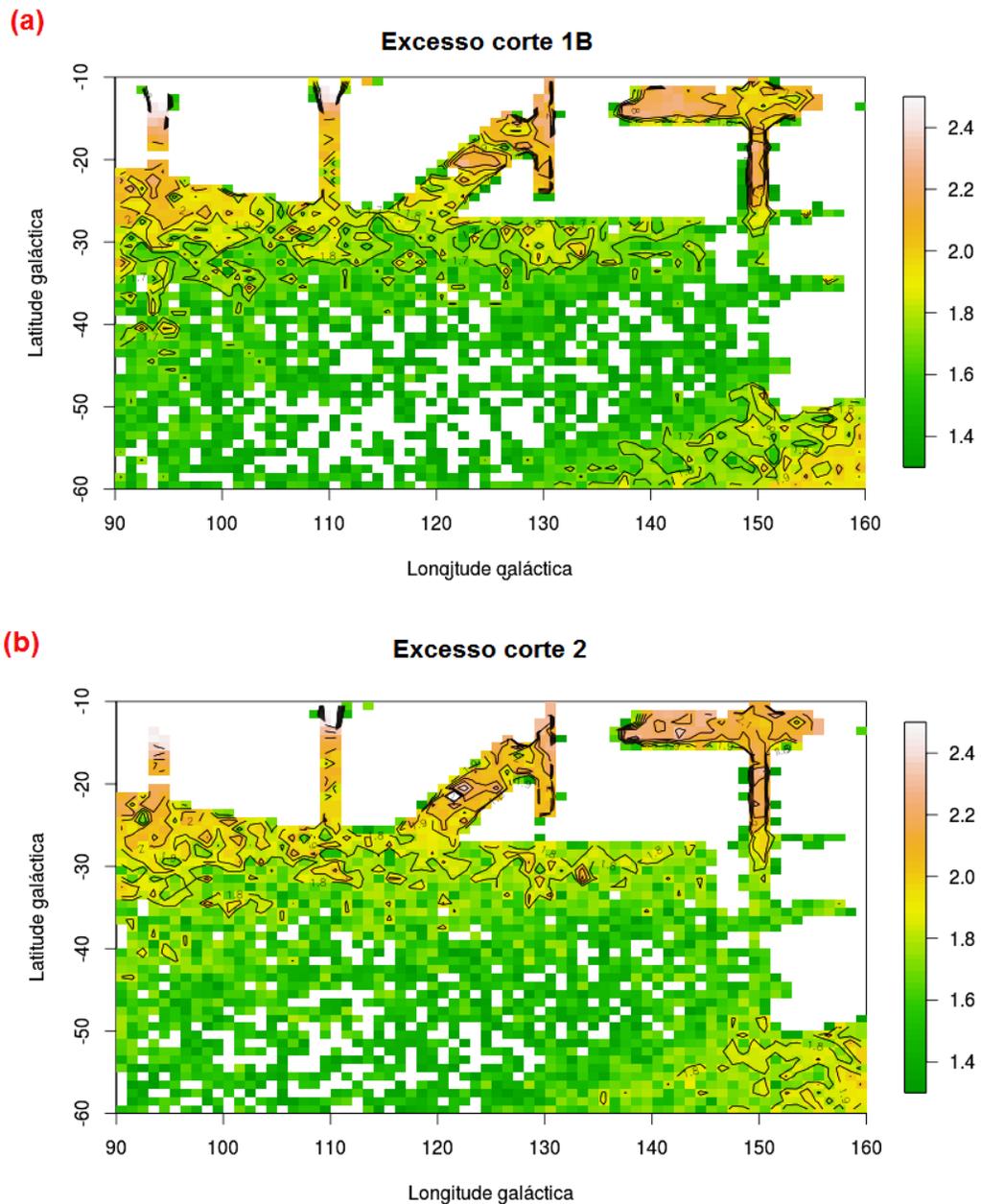


Figura 3.21: Gráfico superior: mapa de densidade estelar da amostra simulada, obtido a partir do corte 1B. Gráfico inferior: mapa de densidade estelar da amostra observada, obtido a partir do corte 2. Não há nenhuma diferença significativa entre os excessos dos mapas (a) e (b), mas constata-se as sobredensidades PAndAs, ‘Blob” e Beta possuem maior resolução no mapa de densidade residual do corte 2. A barra de cor informa o número de estrelas por subcampo em escala logarítmica (base 10). A resolução do mapa é de 1° quadrado.

com excesso além de não estarem interligados, possuem número de estrelas compatível com o que consideramos não representativo nos demais mapas de densidade estelar. Na

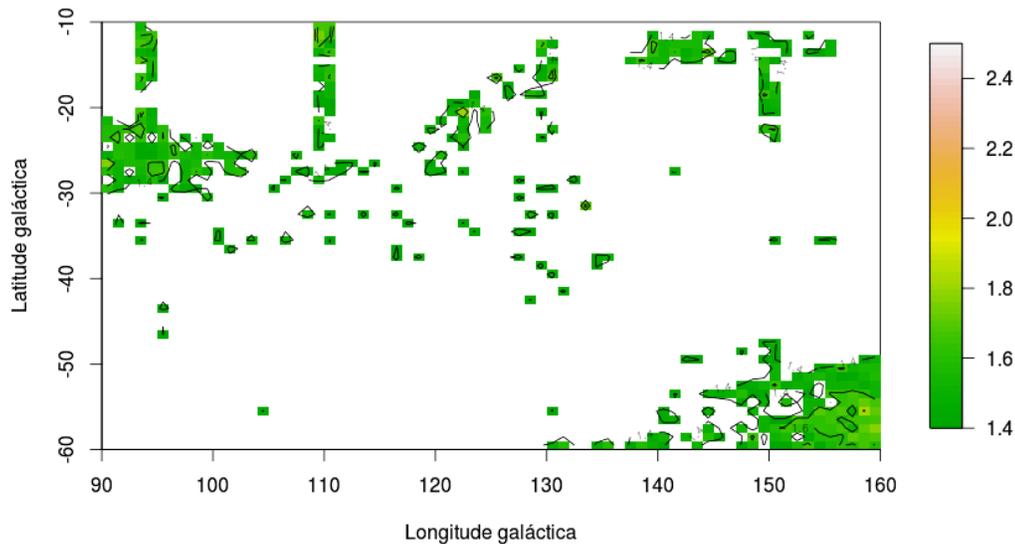


Figura 3.22: Mapa de densidade estelar residual, filtrada pelo corte 3A, para TriAnd 2. Não é possível identificar, através deste corte, nenhum excesso significativo. A barra de cor informa o número de estrelas por subcampo em escala logarítmica (base 10)

Figura 4 de S14, é possível ver que o sinal isocronal de TriAnd 2 é mais fraco que o de TriAnd, indicando uma subestrutura mais débil. O mapa da direita da Figura 1.17, com uma baixa contagem de estrelas de fundo, para Mar14, indica uma fraca estrutura localizada em  $(l, b) \sim (123^\circ, -25^\circ)$  como sendo TriAnd 2. No entanto, não constatamos excesso aparente nessa região. Os demais excessos vistos, como na região da corrente PAndAs e Beta, podem ser resultado da área do corte que selecionou estrelas da sequência principal de TriAnd, como indica a sobreposição dos cortes na Figura 3.3. Dessa forma, devido ao fato de não distinguirmos as duas populações, possivelmente o corte utilizado por nós não deve ter selecionado estrelas de TriAnd 2 ou a baixa contagem de estrelas desse destroço prejudicou sua identificação.

## 3.2 Ajuste das funções de luminosidade

Podemos estimar a luminosidade total, bem como a massa estelar total<sup>2</sup>, de TriAnd mediante o ajuste de funções de luminosidade à distribuição residual de magnitude

<sup>2</sup>Esse procedimento permite calcular apenas a massa total sob a forma de estrelas. Para medir a massa total do sistema, que inclui matéria não bariônica, é necessário uma estimativa de massa dinâmica, que foge ao escopo desta dissertação.

das estrelas nas áreas do céu para as quais o sinal isocronal de TriAnd foi encontrado. Como discutido na Seção 3.1.1, duas isócronas são compatíveis com o sinal de TriAnd nos dados que analisamos:

- i) idade de 8 Ga,  $[Fe/H] = -0.70$  dex, com módulo de distância de 16 mag;
- ii) idade de 8 Ga,  $[Fe/H] = -0.46$  dex, com módulo de distância de 16.3 mag.

Essas duas isócronas servem como limites para a incerteza nas nossas estimativas de idade, metalicidade e distância para TriAnd.

As isócronas foram usadas para a seleção de estrelas candidatas a membros de TriAnd, conforme descrito na Seção 3.1.2. Usamos essas estrelas para delimitar a região do céu onde TriAnd se encontra. Uma vez que tenhamos essa região do céu, podemos aplicar o corte isocronal apenas para as estrelas dessa região do céu e comparar a distribuição de magnitude dessas estrelas com a distribuição de magnitude de estrelas simuladas, selecionadas segundo o mesmo corte isocronal e na mesma região celeste. A subtração da distribuição de magnitude das estrelas simuladas daquela de estrelas observadas no SDSS é o que chamamos de distribuição residual de magnitude. Podemos tomar essa distribuição residual de magnitude como um estimador da função de luminosidade de TriAnd, dado que a construímos a partir do resíduo do CMD, ao longo da isócrona ajustada às estrelas de TriAnd, somente para a região da esfera celeste em que TriAnd mostrou-se predominante.

Na amostra de candidatas a TriAnd que selecionamos, essa distribuição residual de magnitudes fica limitada a um estreito intervalo de cor  $(g - r)$  ou  $(g - i)$  — a depender do corte isocronal aplicado —, começando no ponto de desligamento e incorporando estrelas de magnitudes mais débeis. São amostras basicamente compostas por anãs GK candidatas a serem membros de TriAnd. O ajuste da função de luminosidade permite que tenhamos uma estimativa da população estelar completa (incluindo aquelas estrelas que não estejamos vendo, por estarem misturadas às da Galáxia, noutras partes do CMD) a partir da distribuição em magnitude dessas estrelas FGK. Note que o ajuste da função de luminosidade é realizado sobre a parte estatisticamente mais significativa de uma população estelar, no entorno do ponto de desligamento, que é bastante povoado e de fácil identificação.

Usamos funções de luminosidade de Padova<sup>3</sup> (Bressan et al. 2012), que são com-

---

<sup>3</sup><http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

patíveis com as isócronas ajustadas. Essas funções de luminosidade fornecem o número relativo de estrelas, de uma população estelar simples, em intervalos de magnitude absoluta; elas têm formato similar ao apresentado abaixo, de forma resumida:

```
# File generated by CMD 2.5 (http://stev.oapd.inaf.it/cmd) on
Thu Jul 10 22:07:39
CEST 2014
# PARSEC isochrones, release v1.1
# Basic reference: Bressan et al. (2012), MNRAS, 427, 127
# Warning: the TP-AGB phase is not included! TP-AGB tracks are
in preparation by Marigo et al.
# Photometric system: SDSS <i>ugriz</i>
# BCs of Carbon stars derive from Loidl et al. (2001, A&A 342, 531)
# O-rich circumstellar dust ignored
# C-rich circumstellar dust ignored
# IMF: Chabrier (2001) lognormal
# On RGB, assumed Reimers mass loss with efficiency eta=0.2
# Kind of output: luminosity functions
# LF for the isochrone Z = 0.00530 Age = 8.00e+09 yr
age      bin      mbol      u      g      r      i      z
8.00e+09 12.650      0 2.98e-02 2.80e-02 1.70e-02      0      0
8.00e+09 12.550      0 2.47e-02 2.71e-02 1.71e-02      0      0
8.00e+09 12.450      0 2.75e-02 2.62e-02 1.64e-02      0      0
8.00e+09 12.350      0 2.42e-02 2.54e-02 1.65e-02      0      0
8.00e+09 12.250      0 2.61e-02 3.29e-02 1.62e-02      0      0
8.00e+09 12.150      0 1.87e-02 3.18e-02 1.55e-02      0      0
8.00e+09 12.050      0 1.78e-02 3.05e-02 1.57e-02 5.85e-03      0
8.00e+09 11.950      0 1.69e-02 2.98e-02 1.76e-02 2.30e-02      0
8.00e+09 11.850 2.65e-02 1.60e-02 2.80e-02 2.72e-02 2.25e-02      0
8.00e+09 11.750 2.67e-02 1.29e-02 2.69e-02 2.58e-02 2.19e-02      0
8.00e+09 11.650 2.59e-02 1.21e-02 2.71e-02 2.50e-02 2.14e-02      0
```

Para realizar o ajuste, devemos deslocar a distribuição residual de magnitude pelo valor exato do módulo de distância usado no ajuste, de modo a transformar as magnitudes aparentes em magnitudes absolutas. Em seguida, toda a função de luminosidade teórica

deve ser multiplicada por um fator de escala, de modo a que seja ajustado o número de estrelas FGK observado. Ao fazê-lo, automaticamente estimamos o número esperado de estrelas das demais classes espectrais que são previstas para essa população estelar simples.

Como discutimos na Seção 3.1.1, o sinal de TriAnd não pode ser muito bem delimitado nos dados de fotometria com uma dada profundidade. Isso já tinha sido notado por RP04 nos dados do 2MASS. Para estimar suas propriedades, delimitamos 3 áreas onde encontramos um sinal mais forte, que denominamos de *Área principal*, *Estrutura A* e *Estrutura B*<sup>4</sup>. Estas áreas são identificadas na Figura 3.23. Seleccionamos 3 amostras para cada uma dessas regiões:

- amostra com base na isócrona  $(g - r) \times g$  de idade de 8 Ga,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.70$  dex;
- amostra com base na isócrona  $(g - r) \times g$  de idade de 8 Ga,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.46$  dex; e
- amostra com base na isócrona  $(g - i) \times i$  de idade de 8 Ga,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.46$  dex.

Ajustamos cada uma dessas 3 funções de luminosidade às 3 regiões delimitadas para TriAnd. Os ajustes são apresentados na Figura 3.24. Nesta figura, as barras de erro da distribuição residual (observada) correspondem a erros poissônicos ( $\pm\sqrt{n}$ , sendo  $n$  o número de objetos em cada intervalo de magnitude), enquanto a linha sólida vermelha traça a função de luminosidade ajustada. Algumas estruturas localizadas típicas de uma função de luminosidade são visíveis: o pico correspondente ao *red clump* em magnitudes próximas a 0, o súbito aumento no número de estrelas — que corresponde às subgigantes — em magnitudes  $\sim 3.5$ , e a progressiva contribuição de estrelas de baixa massa em magnitudes mais débeis que a das subgigantes. As linhas verdes tracejadas são estimativas máxima e mínima para a função de luminosidade, usadas para fornecer erros para a luminosidade total e massa estelar total inferidas do ajuste.

Esses ajustes foram feitos visualmente pois o objetivo é estimar a ordem de grandeza da luminosidade total, e privilegiam maximamente os pontos mais próximos ao desligamento (magnitudes entre 3.5 e 5), onde a completeza da amostra deve ser maior. Não haveria ganho, no estado atual dos dados, em refinar o ajuste segundo critérios mais objetivos, porque a distribuição residual de magnitudes de TriAnd não cobre um intervalo

<sup>4</sup>Essa divisão foi um tanto arbitrária e não corresponde à subestruturas apontadas individualmente na seção anterior. Ela corresponde a uma divisão anterior que fazíamos no momento de interpretar os excessos observados nos mapas de densidade estelar.

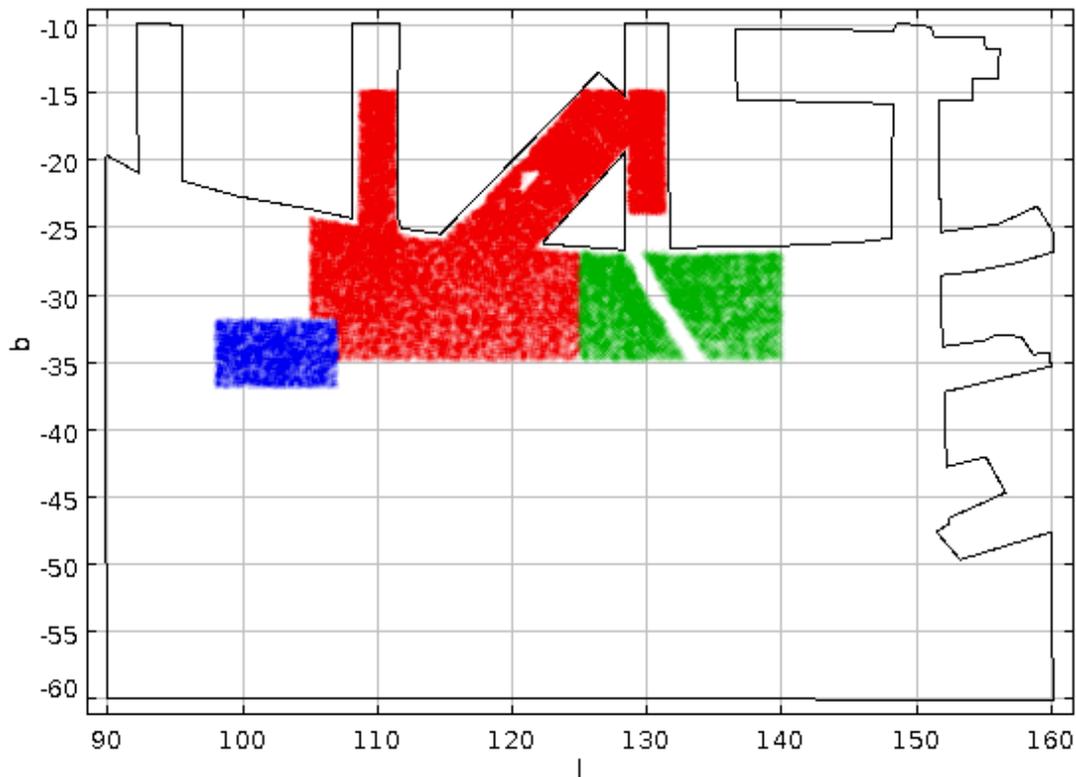


Figura 3.23: Áreas selecionadas para obtenção da função de luminosidade. Área em azul corresponde à Estrutura A, compatível com a região da estrutura Alfa. Área Principal, em vermelho, e Estrutura B, em verde, são duas partes da distribuição de TriAnd. A faixa sem estrelas na região da Estrutura B é para evitar contaminação da corrente Triangulum.

muito grande de magnitudes, deve conter estrelas não membros e, ainda, sofre de incompletude nas magnitudes mais débeis.

Tendo realizado o ajuste, usamos as isócronas de Padova correspondentes ao mesmo par idade–metalidade para interpolar a relação entre magnitude absoluta na banda  $r$  ou  $i$  (dependendo do ajuste feito, conforme explicado acima) e as grandezas  $\log L$  e massa da estrela. A função de luminosidade ajustada fornece-nos o número total de estrelas das áreas selecionadas por intervalo de magnitude, enquanto essa interpolação transforma essa contagem em número total de estrelas por unidade de luminosidade e massa. Os valores totais de luminosidade e massa estelar que encontramos para cada região estão apresentados na Tabela 3.5.

O ajuste para a área principal na banda  $r$  da isócrona [8 Ga,  $-0.46$  dex] não foi bom (Figura 3.24 d). Por isso, desprezamos as estimativas de luminosidade e massa total deste caso. As demais estimativas para cada área estão compatíveis entre si. Os valores de

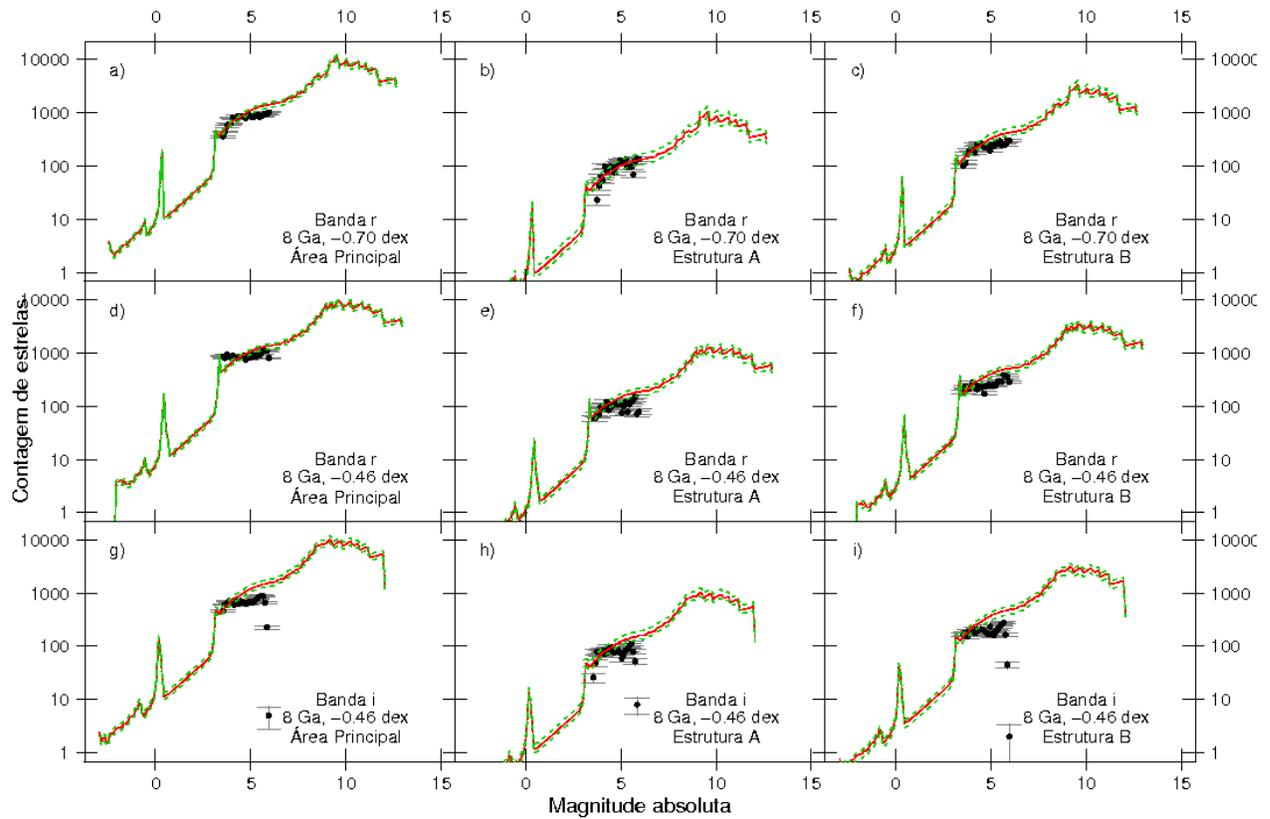


Figura 3.24: Função de luminosidade para três regiões com excesso nos mapas de densidade.

Tabela 3.5: Luminosidade e massa estelar de campos associados a TriAnd, a partir do ajuste da função luminosidade

	Banda <i>r</i>		Banda <i>i</i>
	[8 Ga, -0.70 dex]	[8 Ga, -0.46 dex]	[8 Ga, -0.46 dex]
Área principal	$1.1^{+0.1}_{-0.3} \times 10^6 L_{\odot}$	-	$1.1^{+0.1}_{-0.2} \times 10^6 L_{\odot}$
	$1.1^{+0.3}_{-0.2} \times 10^6 M_{\odot}$	-	$(1.2 \pm 0.2) \times 10^6 M_{\odot}$
Estrutura A	$1.0^{+0.3}_{-0.2} \times 10^5 L_{\odot}$	$(1.6 \pm 0.2) \times 10^5 L_{\odot}$	$1.1^{+0.1}_{-0.2} \times 10^5 L_{\odot}$
	$(1.0 \pm 0.2) \times 10^5 M_{\odot}$	$(1.6 \pm 0.3) \times 10^5 M_{\odot}$	$(1.2 \pm 0.2) \times 10^5 M_{\odot}$
Estrutura B	$3.3^{+0.7}_{-0.4} \times 10^5 L_{\odot}$	$(4.2 \pm 0.6) \times 10^5 L_{\odot}$	$3.3^{+0.5}_{-0.6} \times 10^5 L_{\odot}$
	$3.3^{+0.6}_{-0.4} \times 10^5 M_{\odot}$	$4.3^{+0.6}_{-0.5} \times 10^5 M_{\odot}$	$3.6^{+0.8}_{-0.7} \times 10^5 M_{\odot}$

luminosidade e massa estelar total apresentados nessa tabela são ainda compatíveis com outras estimativas de massa e luminosidade de outras sobredensidades do halo galáctico (RP04, Maj04, Juric et al. 2008, Simion et al. 2014). A estimativa de luminosidade para as três áreas compara-se à luminosidade de  $10^5 L_{\odot}$  obtida por Maj04 e Juric et al. (2008),

respectivamente, para TriAnd e a sobredensidade Virgo. Simion et al. (2014) estimaram para a sobredensidade Hercules-Aquila uma luminosidade que pode variar de  $10^5$  a  $10^7 L_{\odot}$  e uma massa de  $10^4 M_{\odot}$ . No entanto, até mesmo as galáxias anãs mais débeis da nossa galáxia possuem massa na ordem de  $10^6$  ou  $10^7 M_{\odot}$  (Strigari et al. 2008).

Cabe ainda ressaltar que essas estimativas são parciais, pois correspondem apenas à parte de TriAnd coberta pelos dados do SDSS. Considerando a área prevista por RP04 que se encontra fora da área de cobertura do SDSS, estimamos que a luminosidade total seja  $\sim (2-3) \times 10^6 L_{\odot}$ , com valor similar em massa estelar em unidades de  $M_{\odot}$ , uma vez que a razão massa–luminosidade para essas estrelas é próxima de 1 (por isso os valores na Tabela 3.5 para massa e luminosidade são similares em termos numéricos).

# Capítulo 4

## Estudo Espectroscópico

*When I heard the learn'd astronomer,  
When the proofs, the figures, were ranged  
in columns before me, When I was shown  
the charts and diagrams, to add, divide,  
and measure them, ... How soon unac-  
countable I became tired and sick ...*

---

Walt Whitman

Neste capítulo, investigamos a composição química e propriedades cinemáticas de estrelas do levantamento espectroscópico SEGUE, para as placas contidas na área da nossa amostra fotométrica e discutimos nossas estimativas em comparação com os demais trabalhos da literatura.

### 4.1 TriAnd nos dados SEGUE

Na revisão das técnicas para a busca de subestruturas (Seção 1.3.2), mostramos propostas para localizar subestruturas com dados espectroscópicos através da cinemática e química da estrelas. Esses parâmetros são agora empregados para estimar propriedades de TriAnd segundo os dados espectroscópicos SEGUE.

Utilizamos, para fins de comparação e validação dos excessos, as simulações das placas SEGUE descritas na Seção 2.2.3. A confirmação da presença ou ausência de excesso

compatível com a população de TriAnd em cada placa foi realizada através do Teste de Hipótese para Proporções, contida na Seção 4.1.2.

### 4.1.1 Critérios de seleção de candidatas espectroscópicas

O estudo com dados espectroscópicos foi realizado a partir da seleção de estrelas candidatas das placas SEGUE. Utilizamos três critérios de seleção: corte em cor e magnitude, corte em  $\log g$  e corte em velocidade radial. O corte em cor e magnitude, que têm sua área de seleção identificada, em azul, na Figura 4.1, foi realizado com a finalidade de selecionar as estrelas compatíveis com a classe gigante situadas à distância de TriAnd. Para estabelecer esta área de corte, utilizamos a isócrona do ajuste do corte 2 (8 Ga,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$  e módulo de distância 16.3 mag). Nosso corte em cor e magnitude, foi bem generoso:  $0.5 < (g-r) < 0.7$  e  $15.5 < r < 18.0$ , refletindo ampla faixa de valores de idade e metalicidade apresentada na literatura para TriAnd. Isócronas com parâmetros ligeiramente distintos forneceriam uma área de seleção não muito diferente. Obviamente, a seleção pode conter também estrelas anãs do disco coincidentes em cor e magnitude. O painel da esquerda da Figura 4.1 mostra o  $\log g$  das estrelas selecionadas segundo o corte em cor e magnitude e o painel da direita mostra a variação do  $\log g$  ao longo da isócrona, onde é possível constatar que estrelas anãs (consideradas assim as que têm  $\log g > 3$ ) foram selecionadas como candidatas a gigantes de TriAnd. Devido a isso, para refinar e diminuir a contaminação da amostra, incorporamos um corte posterior em  $\log g$ , para selecionar apenas estrelas gigantes em meio àquelas que têm cor e magnitude comparáveis às gigantes de TriAnd. Um último critério seleciona, entre essas, apenas as estrelas que são compatíveis em velocidade com TriAnd. Como a velocidade de TriAnd varia ao longo da longitude galáctica (S14), efetuaremos três cortes compatíveis com os valores de velocidades para longitude galáctica.

Esses três critérios independentes de seleção foram combinados em 6 critérios conjuntos de seleção, os quais se encontram listados na Tabela 4.1.

Nota: PID é a identificação do campo de acordo com Tabela 2.2; ND é a natureza dos dados (o: observados; s: simulados);  $l$ , longitude galáctica;  $b$ , latitude galáctica; NT é o número total de estrelas na placa; CCM, CL, CV, CTC1, CTC2, CTC3 indicam o número de estrelas contidas em cada corte apresentado na Tabela 4.1.

A amostra simulada análoga a essa resulta de um script que simula o processo que levou à escolha da amostra espectroscópica SEGUE (Seção 2.2.3). Como se trata de

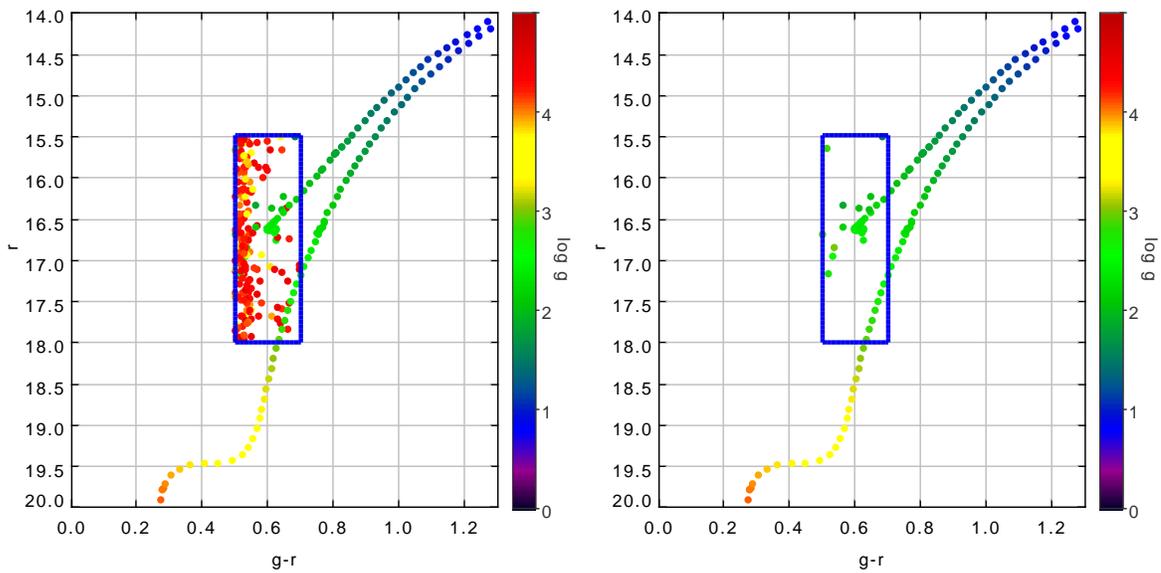


Figura 4.1: Figura da esquerda: Diagrama cor–magnitude das estrelas do campo SEGUE 1, selecionadas por um corte em cor e magnitude (em azul). Para estabelecer a área do corte, utilizamos a isócrona do ajuste do corte 2 (8 Ga,  $[Fe/H] = -0.7$  e módulo de distância 16.3 mag), indicada por pontos. A barra de cor indica o  $\log g$  das estrelas. Figura da direita: Diagrama cor–magnitude das estrelas do campo SEGUE 1, selecionadas por um corte em cor, magnitude e  $\log g < 3$ . A barra de cor indica o  $\log g$  das estrelas.

Tabela 4.1: Critérios de seleção da amostra espectroscópicas

Identificação	CM $0.5 < (g - r) < 0.7$ $15.5 < r < 18.0$	CLG $\log g$	CV1 $-200 < V_r < -100$	CV2 $-100 < V_r < 0$	CV3 $-300 < V_r < -200$
CCM	X	-	-	-	-
CL	X	X	-	-	-
CV	X	-	X	-	-
CTC1	X	X	X	-	-
CTC2	X	X	-	X	-
CTC3	X	X	-	-	X

Nota: As colunas indicam os critérios independentes de seleção. CM é o corte em cor e magnitude, CLG é o corte em  $\log g$  e CV1, CV2 e CV3 são as três distintas faixas de corte em velocidade radial. Já os critérios conjuntos de seleção são: CCM, CL, CV, CTC1, CTC2 e CTC3. Os critérios individuais presentes em cada critério conjunto é indicado por um X.

um sorteio de amostras aleatórias que são escolhidas de modo a conter um número prévio de estrelas de cada classe considerada pelo SEGUE, novas simulações selecionarão estrelas com distintas propriedades. Devido a isso, para obtermos o número médio de estrelas da amostra simulada, para cada um dos 6 critérios, precisamos ter uma amostra estatisticamente representativa das propriedades das estrelas contidas em cada campo SEGUE. Para isso, foram simuladas 1000 amostras, as quais tiveram contadas o número de estrelas

que se encontram em cada um dos 6 critérios.

As contagens dos critérios CTC1 e CTC2 são as mais interessantes para este estudo, porque correspondem ao número de gigantes candidatas que têm velocidade compatível com TriAnd nos dados simulados.

### 4.1.2 Testes de hipótese para proporções

A mera comparação dos números absolutos de estrelas, selecionadas segundo os critérios que estabelecemos (Seção 4.1.1), e os números médios análogos da reamostragem simulada (ver Tabela 4.2) aponta para um excesso de estrelas observadas em algumas das placas SEGUE. Por exemplo, no campo 2 (Placas SEGUE 1884/1885), encontramos 22 estrelas segundo o critério CL, enquanto o número médio de estrelas deste tipo que esperaríamos encontrar, segundo a simulação, seria 3 ou 4.

Contagens de estrelas em intervalos definidos podem ser representadas pela Distribuição de Poisson. Numa distribuição deste tipo, a probabilidade de encontrarmos 22 ou mais estrelas gigantes, quando o valor esperado situa-se em torno de 3.5, é extremamente baixa, o que indicaria que esta quantidade de estrelas gigantes não se deve a um efeito meramente aleatório, mas sim a um excesso real, que interpretamos como um componente galáctico que foi ignorado pela simulação (no nosso caso, a existência de um destroço mareal no halo). Contudo, para sermos mais precisos, não podemos comparar diretamente 22 com 3.4 — neste exemplo —, pois há uma diferença pequena, mas relevante, no número total de estrelas observadas e simuladas para cada placa SEGUE. Ainda no nosso exemplo, há 1062 estrelas observadas pelo SEGUE na área do campo 2, contra 1161 estrelas simuladas para este mesmo campo. Essa diferença surge da impossibilidade prática de usar todas as fibras ópticas do espectrógrafo para alvos de ciência, o que não ocorre no caso de uma amostra simulada. Então, a pergunta correta seria qual a probabilidade de encontrarmos um arranjo aleatório de 22 estrelas em uma população de 1161, quando o número esperado seria 3.4 em uma população de 1062; isto é, precisamos comparar as proporções, e não os valores absolutos.

Deste modo, aplicamos o Teste de Hipótese para Proporções (Feigelson & Babu 2012). Para isso, consideramos as proporções de estrelas em cada um dos 6 critérios conjuntos, tanto nos dados observados pelo SEGUE quanto na reamostragem simulada. Em nosso caso, a hipótese nula corresponde à afirmação de que a proporção de objetos encon-

Tabela 4.2: Número de estrelas por critérios de seleção da amostra espectroscópica.

PID	ND	l	b	NT	CCM	CL	CV	CTC1	CTC2	CTC3
1	O	110	-25	1085	193	12	25	6	3	2
	S	110	-25	1160	215.1	3.1	10.9	0.3	1.5	0.9
2	S	110	-18	1062	180	22	25	5	4	6
	S	110	-18	1161	211.6	3.4	7.7	1.3	1.0	0.8
3	S	110	-15	1040	160	8	18	1	3	1
	S	110	-15	1161	206.1	2.4	4.8	0.2	0.3	1.1
4	S	110	-12	1051	176	5	16	1	3	0
	S	110	-12	1160	203.5	4.0	7.3	1.2	0.8	0.6
5	S	109.7	-36.7	1100	203	22	29	7	9	5
	S	109.7	-36.7	1147	209.4	3.6	12.6	1.9	0.1	2.0
6	S	110	-33.5	1070	209	14	34	3	4	5
	S	110	-33.5	1160	223.3	4.3	13.3	2.3	0.2	1.4
7	S	99.1	-44.8	1082	211	11	16	2	3	3
	S	99.1	-44.8	1137	193.7	1.1	13.5	0	1.0	0.1
8	S	120.5	-47.9	1072	170	9	16	1	5	2
	S	120.5	-47.9	1103	205.6	2.9	10.8	0.5	1.1	0.5
9	S	142.7	-46.7	1084	181	23	21	10	4	5
	S	142.7	-46.7	1104	227.0	4.1	6.3	0.5	1.7	0
10	S	130	-47	1065	218	17	23	9	3	5
	S	130	-47	1087	207.6	5.1	11.5	4.5	0.5	0
11	S	89.3	-58.4	364	49	7	7	2	1	3
	S	89.3	-58.4	1119	205.2	6.2	17.1	2.7	1.7	0.9
12	S	157.0	-58.2	732	234	35	31	27	5	0
	S	157.0	-58.2	1080	206.6	1.2	5.7	1.2	0	0
13	S	150.0	-60.0	487	65	18	9	7	6	2
	S	150.0	-60.0	1082	211.8	3.1	6.1	0.4	1.8	0
14	S	156.1	-50.9	1070	256	37	27	19	11	1
	S	156.1	-50.9	1080	219.9	9.9	7.5	0.8	2.9	0.6
15	S	116.2	-55.1	1076	230	12	19	2	6	2
	S	116.2	-55.1	1118	187.5	2.9	7.3	0	1.2	0.5
16	S	137.2	-54.7	1085	228	16	22	7	1	4
	S	137.2	-54.7	1081	206.4	4.2	6.4	1.9	0.6	0
17	S	150	-22	1053	206	17	13	4	12	0
	S	150	-22	1160	231.7	6.2	3.9	1.1	1.5	1.3
18	S	150	-32	1073	211	17	6	1	11	1
	S	150	-32	1136	228.0	2.3	4.1	0.8	0.8	0.6
19	S	150	-14	1027	185	12	10	2	7	2
	S	150	-14	1160	232.0	2.3	3.3	0.4	0.7	0.6
20	S	120.2	-37.9	1079	201	12	24	4	3	3
	S	120.2	-37.9	1145	221.5	4.9	8.9	2.8	0.3	1.8
21	S	130	-36.7	1070	248	19	35	7	8	2
	S	130	-36.7	1128	227.5	2.6	11.0	2.1	0.1	0.4
22	S	130	-30.7	1073	231	16	23	5	4	4
	S	130	-30.7	1160	231.7	4.9	9.5	1.7	1.4	1.1
23	S	130	-23.7	946	204	15	23	5	6	2
	S	130	-23.7	1160	221.0	4.6	5.2	1.5	0.5	0.5
24	S	130	-22.7	1095	207	15	22	4	10	0
	S	130	-22.7	1160	216.4	1.2	6.6	0.4	0.1	0.4
25	S	136.7	-37.9	1060	206	17	20	5	4	1
	S	136.7	-37.9	1104	225.5	3.8	7.1	0.8	1.5	1.5
26	S	145.4	-36.9	1048	228	13	15	3	3	3
	S	145.4	-36.9	1131	227.5	2.2	7.7	0.1	0.1	0
27	S	150	-18	1029	169	8	8	1	4	1
	S	150	-18	1160	242.7	3.7	4.5	0.9	1.3	0
28	S	94	-15	600	161	10	17	3	2	4
	S	94	-15	1160	203.7	5.2	15.1	1.5	1.3	1.3
29	S	94	-25	1088	186	19	22	6	5	3
	S	94	-25	1160	207.1	4.8	16.6	1.9	0.7	1.2
30	S	94	-50	1085	203	22	24	8	7	4
	S	94	-50	1099	203.3	4.3	12.5	1.8	1.2	0.7
31	S	94	-35	1052	190	17	29	10	3	4
	S	94	-35	1125	204.7	3.7	13.8	1.0	0.1	1.2
32	S	110	-22	1066	177	2	21	0	0	2
	S	110	-22	1160	219.5	4.2	11.9	1.9	1.2	0.8
33	S	150	-29	1073	237	17	18	5	9	3
	S	150	-29	1158	233.6	7.2	5.1	1.4	3.4	1.04
34	S	157.0	-58.2	516	101	31	27	25	5	0
	S	157.0	-58.2	1072	220.3	5.2	7.5	0	4.5	0
35	S	110.0	-7.9	898	65	3	13	2	1	0
	S	110.0	-7.9	1160	195.8	1.4	4.4	0.2	0.7	0.3

Nota: PID é a identificação do campo de acordo com Tabela 2.2; ND é a natureza dos dados (o: observados; s: simulados); *l*, longitude galáctica; *b*, latitude galáctica; NT é o número total de estrelas na placa; CCM, CL, CV, CTC1, CTC2, CTC3 indicam o número de estrelas contidas em cada corte apresentado na Tabela 4.1.

trados num determinado critério conjunto é estatisticamente igual à proporção dos objetos deste tipo na reamostragem simulada. Os valores-p (ver Seção 3.1.6) dos testes de hipótese de cada uma dessas proporções são graficamente sumarizados na Fig. 4.2. Esta figura conta com 6 painéis, que correspondem aos 6 critérios conjuntos, apresentados acima. Cada painel apresenta coordenadas galácticas, sobre as quais os apontamentos centrais dos campos SEGUE foram graficados como círculos, cujo raio é inversamente proporcional ao valor-p do teste de hipótese de proporções. Quanto maior o raio desse círculo, mais improvável é a hipótese nula naquele apontamento, para aquele critério conjunto. Isto implica em ser mais provável nesse campo a existência de estrelas não contabilizadas pelo modelo galáctico, as quais são provavelmente membros de um destroço mareal. Já os círculos de raio mínimo correspondem a valores-p superiores a 0.05, isto é, a testes de hipótese para os quais a hipótese nula não pode ser refutada — foram anotados desta forma no gráfico apenas para facilitar a identificação visual e distribuição dos campos em que os excessos são relevantes.

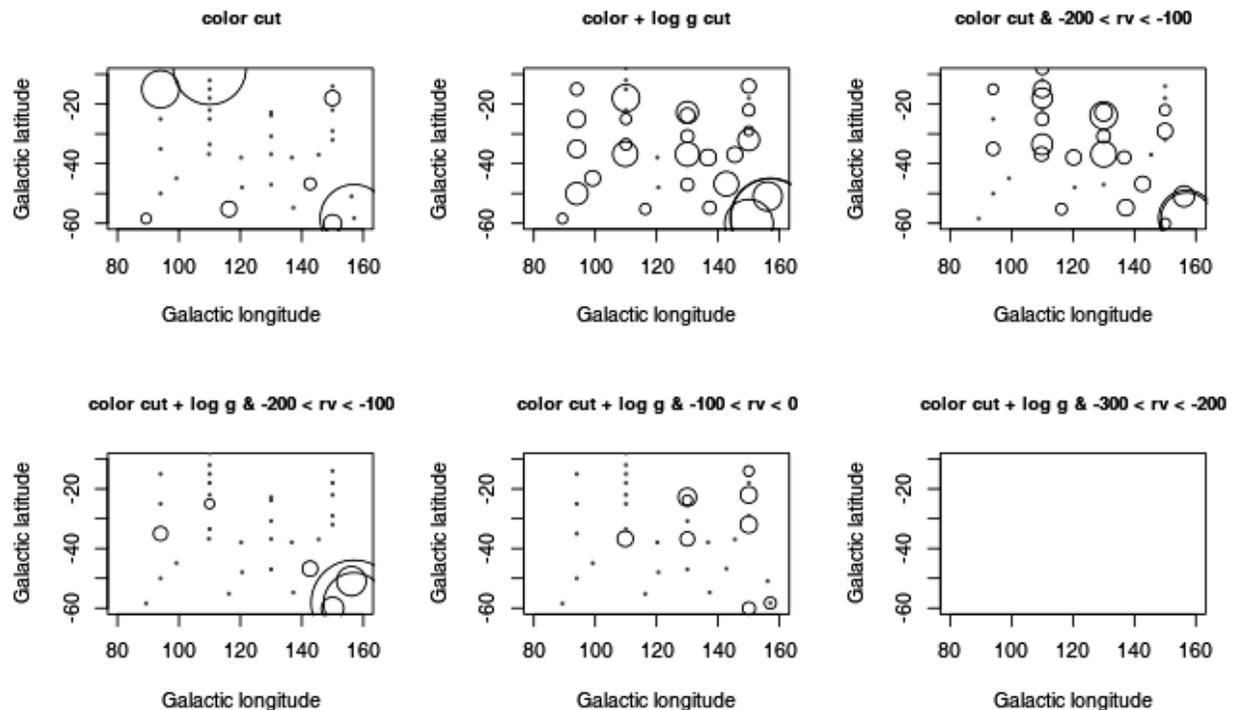


Figura 4.2: Teste de hipótese das proporções dos 6 critérios de seleção de estrelas candidatas de pertencerem a TriAnd. Quanto maior o raio desse círculo, mais improvável é a hipótese nula naquele apontamento. Os pontos indicam as placas onde a hipótese nula não pode ser refutada.

Considerando apenas o critério conjunto de cor e gravidade superficial (CL), ve-

mos que em quase todos os campos há mais gigantes observadas do que aquele esperado pela reamostragem simulada segundo os critérios de seleção do levantamento SEGUE. Essa discrepância é sugestiva, posto que gigantes podem ser observadas em distâncias maiores, e excessos de gigantes são traços comumente usados para evidenciar objetos circungalácticos (*e.g.*, Majewski et al. 2003, Rocha-Pinto et al. 2003). Todavia, para os propósitos deste trabalho, queremos saber se há também excesso de candidatas a gigantes que também apresentem velocidade radiais compatíveis com as velocidades conhecidas para TriAnd. Isso corresponde a dois outros critérios conjuntos: CTC1 e CTC2. Vemos que são poucos os campos em que o valor-p para esses critérios é significativo (Fig. 4.2). Para o critério CTC1, que corresponde a candidatas a gigante com  $-200 < v_r < -100 \text{ km s}^{-1}$ , apenas campos associados à corrente de Sagittarius e dois campos na região de TriAnd se destacam; entre os campos de maior longitude galáctica, destacam-se outros campos que podem ser associados a TriAnd no outro critério, que corresponde a candidatas a gigante com  $-100 < v_r < 0 \text{ km s}^{-1}$ .

S14 e Deason et al. (2014) discutem a existência de um gradiente em velocidade em direção a maiores longitudes. Podemos identificar esse gradiente observando os gráficos dos critério CTC1 e CTC2, que corresponde a candidatas a gigante com  $-100 < v_r < 0 \text{ km s}^{-1}$ . Alguns campos SEGUE (5, 21, 23, 33, 17 e 19), que estão localizados dentro do contorno de TriAnd segundo RP04 (veja a Figura 4.9), para longitudes  $l > 130^\circ$  são significantes no teste de excesso de gigante noutra faixa de valores de radial. Isso vai ao encontro da existência de um gradiente de velocidade nas estrelas candidatas de TriAnd. Mas também sugere que podemos não ter selecionado parte das gigantes de alguns campos entre  $115^\circ < l < 130^\circ$ , quando utilizamos CTC1 como critério, e não adotamos um critério intermediário. O fato de o critério CTC1 não corresponder à faixa de velocidades na região entre  $115^\circ < l < 130^\circ$ , pode ter feito com que a hipótese nula não fosse descartada para esses campos.

### 4.1.3 Movimentos próprios

Embora possa haver estrelas de TriAnd que tenham  $-100 < v_r < 0 \text{ km s}^{-1}$  em longitudes  $l > 120^\circ$ , segundo os resultados recentes de S14, a análise desta sessão se baseia apenas nas candidatas a gigante que têm velocidade radial mais extrema, entre  $-200 < v_r < -100 \text{ km s}^{-1}$ , que era a faixa de velocidade radial atribuída a TriAnd até poucos meses atrás (dos resultados de RP04). Ao todo, 209 estrelas observadas pelo SEGUE

satisfazem ao critério conjunto de posição na esfera celeste, cor, magnitude e velocidade radial que as classificaria como candidatas a membros de TriAnd.

Buscamos por movimentos próprios para essas 209 estrelas em catálogos especializados da literatura:

- USNO-B1 (Monet et al. 2003),
- PPMLX (Roeser, Demleitner & Schilbach 2010),
- UCAC4 (Zacharias et al. 2012), e
- AllWISE Data Release (Cutri et al. 2013).

Apenas os catálogos PPMLX e AllWise continha movimentos próprios para a maioria dessas 209 estrelas, embora ambos sejam os catálogos, dentre os consultados, que têm erros mais grosseiros. Os movimentos próprios no AllWise são medidas de deslocamento médio durante as observações do satélite e não desacoplam o movimento intrínseco da estrela de efeitos de paralaxe; por isso os erros típicos situam-se na faixa de 150 a 300  $\text{mas ano}^{-1}$ . Já o PPMLX é um catálogo que combina a astrometria do USNO-B1 (Monet et al. 2003) com a do 2MASS (Skrutskie et al. 2006) para estimar movimentos próprios no sistema ICRS. Os erros quotados no PPMLX para nossas estrelas situa-se entre 2 e 5  $\text{mas ano}^{-1}$ .

Os movimentos próprios recuperados tanto do USNO-B1 quanto do UCAC4 têm uma qualidade muito superior a esses, mas só estão disponíveis para menos de 20% da nossa amostra. Por concordarem qualitativamente com aqueles do PPMLX, no sentido de apontarem a mesma direção preferencial de movimento, não serão usados nessa discussão. Também optamos por descartar os movimentos próprios do AllWISE, devido ao erro ser tão alargado que inviabiliza a estimativa de densidades em mapas de movimento próprio.

As Figuras 4.3, 4.4 e 4.5 apresentam, campo a campo, contornos de densidade de estrelas num mapa de movimento próprio  $\mu_\alpha \cos \delta \times \mu_\delta$ . As densidades são estimadas por kernels gaussianos bidimensionais, com banda igual ao erro medido<sup>1</sup>. Em vermelho, apresentamos contornos de densidade da distribuição de movimento próprio no PPMLX

---

<sup>1</sup>Um kernel gaussiano bidimensional têm bandas diferentes nos eixos  $X$  e  $Y$ . No nosso caso, os erros medidos para  $\mu_\alpha \cos \delta$  e  $\mu_\delta$  determinam, respectivamente, as bandas do kernel nos eixos  $X$  e  $Y$ .

de candidatas a gigantes observadas pelo SEGUE, com  $-200 < v_r < -100 \text{ km s}^{-1}$  (pontos individuais em azul); em cinza, apresentamos a densidade esperada de movimento próprio, nesses mesmos campos, para estrelas desse mesmo tipo e velocidade, segundo a reamostragem da simulação do SEGUE realizada via TRILEGAL. Uma vez que só faz sentido calcular densidades quando há pelo menos uma estrela simulada ou observada, nem todos os campos apresentam ambos os contornos observado e simulado. Naqueles campos em que há 3 ou mais estrelas observadas e simuladas, é possível notar algumas discrepâncias.

Tomemos, como exemplo, o campo 12, que aponta para uma região do céu cruzada pela corrente de Sagittarius. A distribuição de movimento próprio das candidatas a gigante neste campo é muito mais complexa do que a sugerida pelos contornos cinzas da amostra simulada. Essas estrelas seguem um movimento claramente não canônico, com respeito ao que se espera das populações clássicas da Galáxia. O mesmo pode ser constatado acerca do campo 9, que também aponta para um pedaço da corrente de Sagittarius.

Devido aos erros de movimento próprio e pequeno número de estrelas, furtamos de aplicar testes estatísticos para quantificar a diferença nessas distribuições, posto que o valor-p correspondente teria pouco significado. Avaliamos apenas visualmente a diferença entre tais distribuições. Concluímos que os seguintes campos possuem distribuição de movimentos próprios diferente da esperada: 1, 5, 9, 10, 12+34, 13, 14, 20, 22, 30 e 31. Quatro desses campos<sup>2</sup> — 9, 12+34, 13 e 14 — apontam para regiões que sabemos conter estrelas da corrente Sagittarius. Os demais, excetuando o campo 31, situam-se dentro do contorno de TriAnd segundo RP04 (veja a Figura 4.9).

Nos cinco campos internos aos contornos de TriAnd (campos 1, 5, 10, 20 e 22), a discrepância na distribuição de movimentos próprios tem o mesmo sentido: há mais estrelas com  $\mu_\alpha \cos \delta > 0$  e  $\mu_\delta < 0$  do que na reamostragem simulada. Na Tabela 4.3, anotamos a direção peculiar média do movimento próprio para os campos internos ao contorno de TriAnd, bem como para 2 outros campos situados em longitudes galácticas menores. Podemos, tentativamente, hipotetizar que essa discrepância característica seja o sinal de TriAnd na distribuição de movimentos próprios. Dos mapas, estimamos, grosseiramente, que essas estrelas que destoam do movimento próprio esperado para os campos que apontam para TriAnd têm  $\langle \mu_\alpha \cos \delta \rangle \sim 5 \pm 2 \text{ mas ano}^{-1}$  e  $\langle \mu_\delta \rangle \sim -6 \pm 1 \text{ mas ano}^{-1}$ .

<sup>2</sup>Os campos 12 e 34 são praticamente coincidentes e, doravante, serão considerados aqui como um único campo.

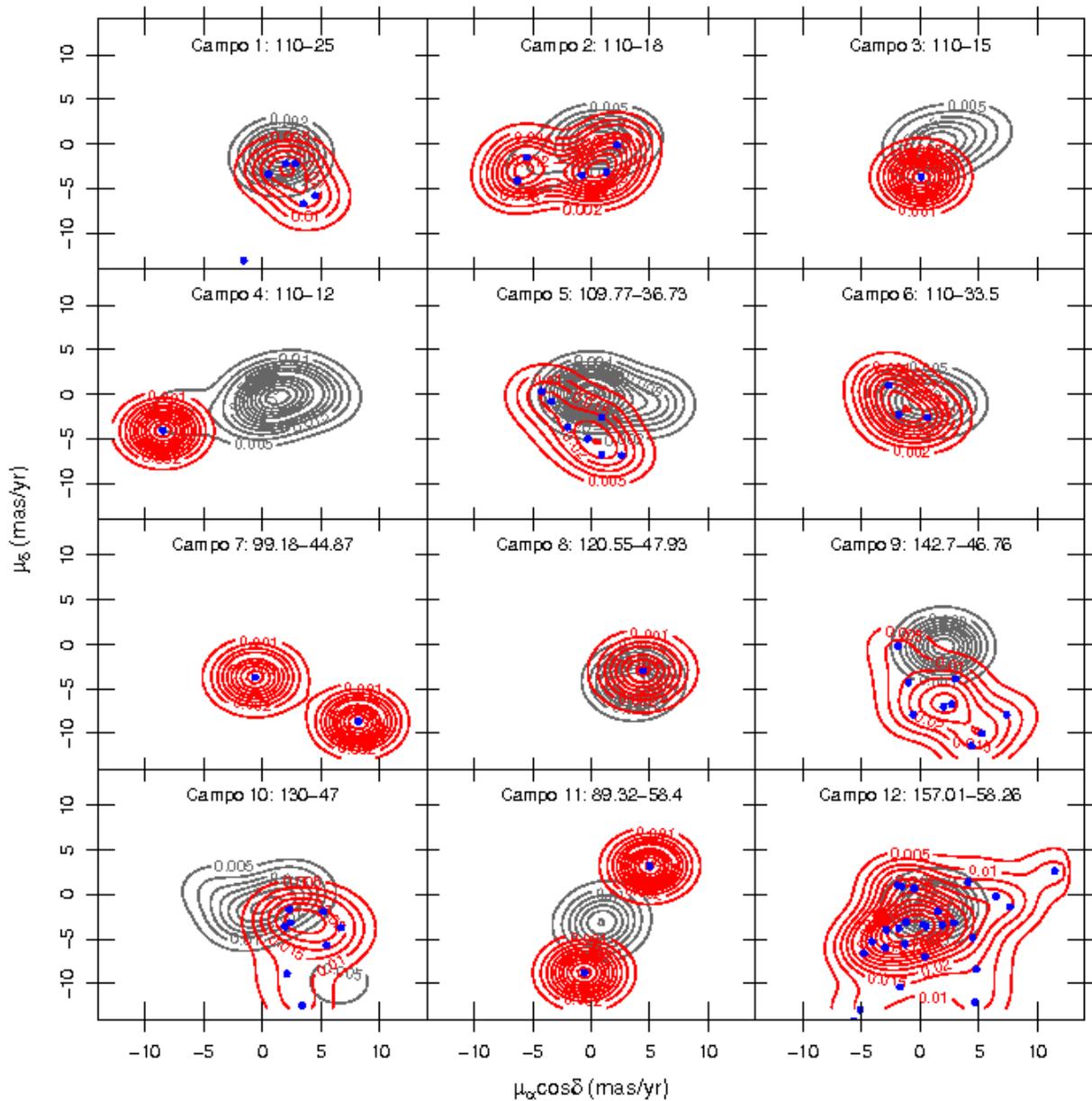


Figura 4.3: Contornos de densidade de estrelas num mapa de movimento próprio dos campos 1 a 12. As densidades são estimadas por kernels gaussianos bidimensionais, com banda igual ao erro medido. Em vermelho, apresentamos contornos de densidade da distribuição de movimento próprio no PPMLX de candidatas a gigantes observadas pelo SEGUE, com  $-200 < v_r < -100$   $\text{km s}^{-1}$  (pontos individuais em azul); em cinza, apresentamos a densidade esperada de movimento próprio, nesses mesmos campos, para estrelas desse mesmo tipo e velocidade, segundo a reamostragem da simulação do SEGUE realizada via TRILEGAL.

Usando a rotina `gal_uvw` da biblioteca Python `Astrolib`<sup>3</sup>, podemos converter esse

<sup>3</sup><http://www.astropython.org/resource/2010/9/AstroLib>

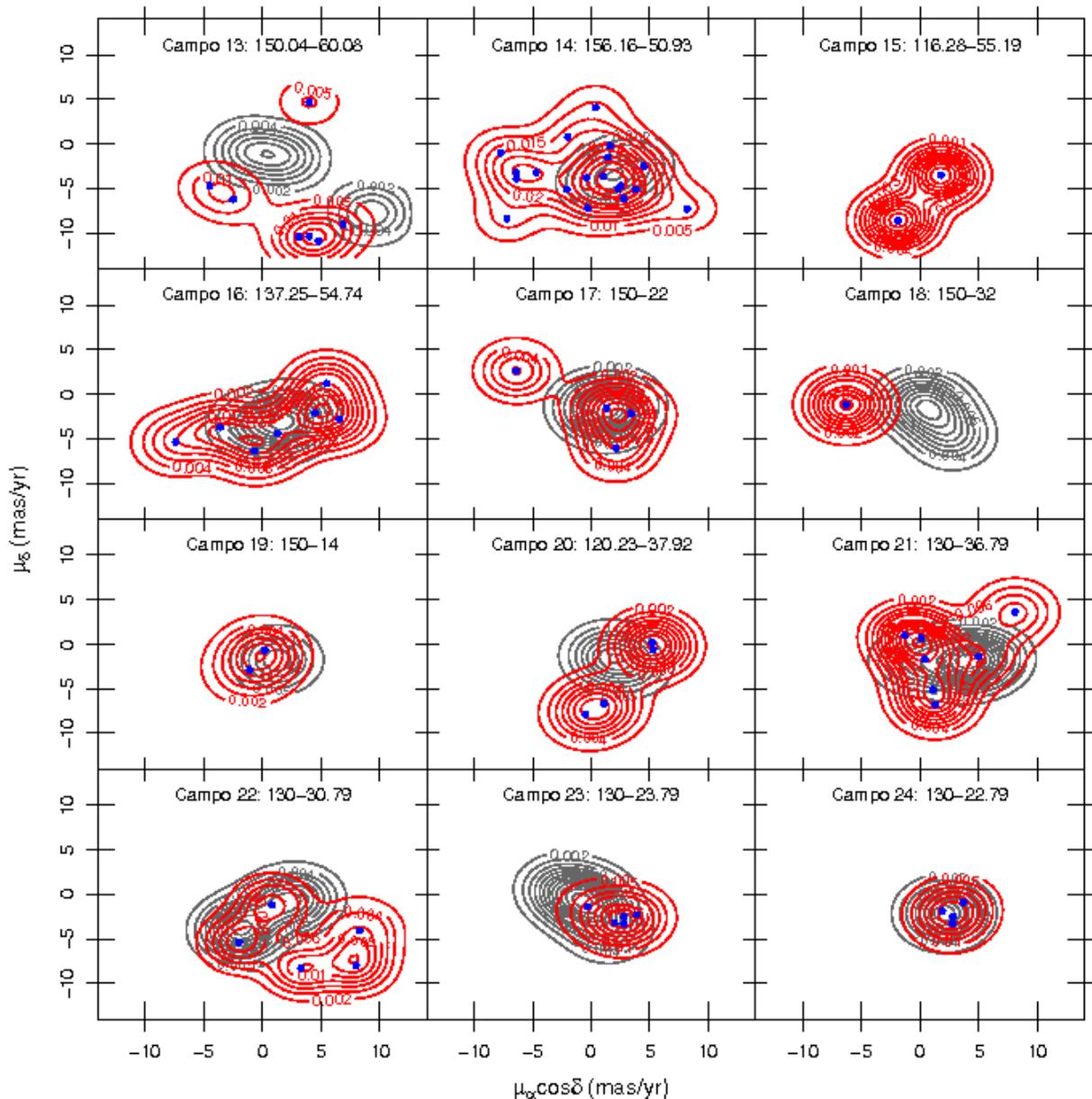


Figura 4.4: Contornos de densidade de estrelas num mapa de movimento próprio dos campos 13 a 24. Em vermelho, apresentamos contornos de densidade da distribuição de movimento próprio no PPMLX de candidatas a gigantes observadas pelo SEGUE, com  $-200 < v_r < -100 \text{ km s}^{-1}$  (pontos individuais em azul); em cinza, apresentamos a densidade esperada de movimento próprio, nesses mesmos campos, para estrelas desse mesmo tipo e velocidade, segundo a reamostragem da simulação do SEGUE realizada via TRILEGAL.

movimento próprio médio e demais propriedades médias dessas estrelas ( $-200 < v_r < -100 \text{ km s}^{-1}$ ; distância  $\sim 18 \text{ kpc}$ ) e velocidades espaciais heliocêntricas. Esse exercício rendeu  $(U, V, W) \sim (110, -400, -530) \text{ km s}^{-1}$ , que é compatível com estrelas de correntes

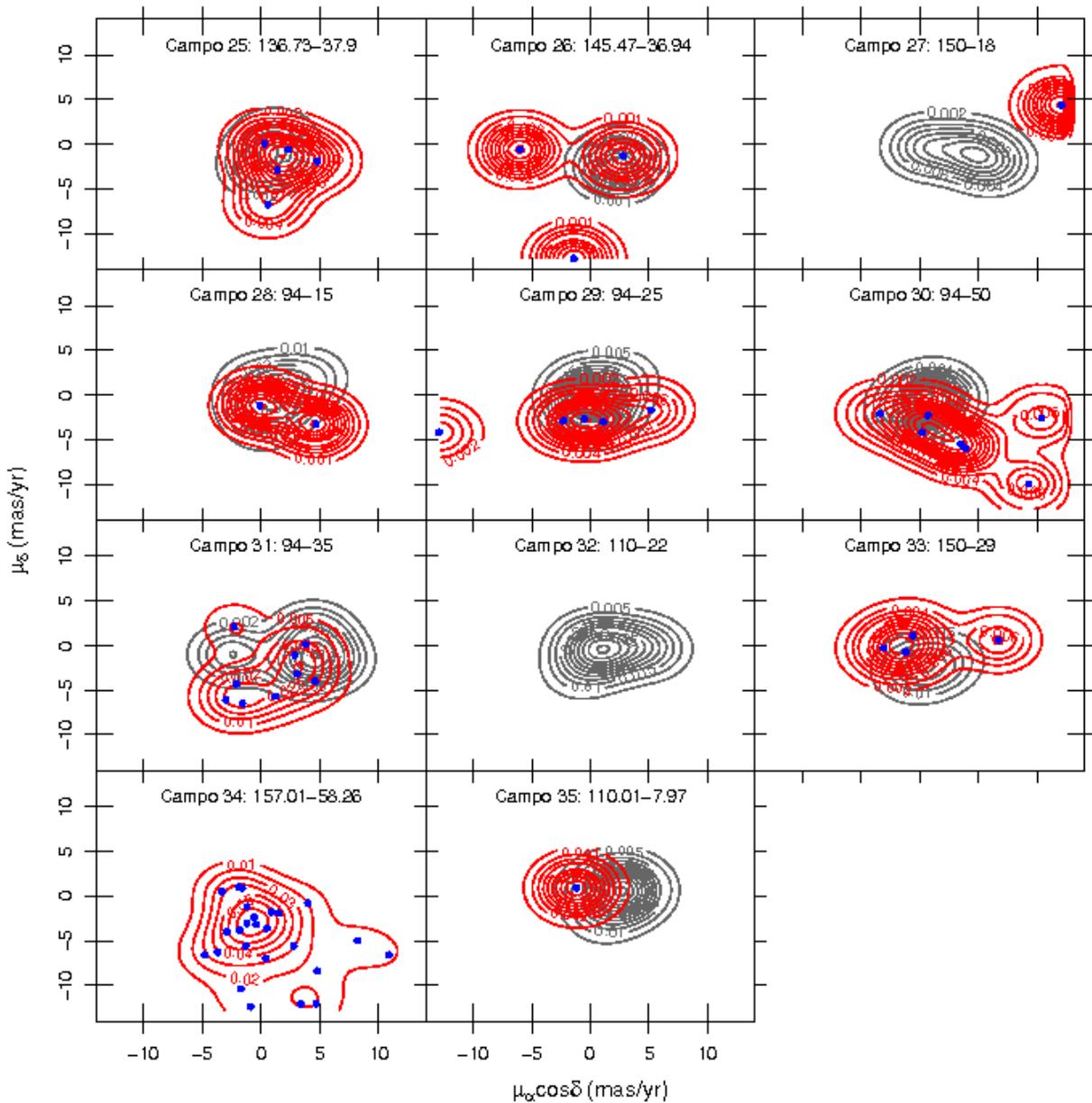


Figura 4.5: Contornos de densidade de estrelas num mapa de movimento próprio dos campos 25 a 35. Em vermelho, apresentamos contornos de densidade da distribuição de movimento próprio no PPMLX de candidatas a gigantes observadas pelo SEGUE, com  $-200 < v_r < -100 \text{ km s}^{-1}$  (pontos individuais em azul); em cinza, apresentamos a densidade esperada de movimento próprio, nesses mesmos campos, para estrelas desse mesmo tipo e velocidade, segundo a reamostragem da simulação do SEGUE realizada via TRILEGAL.

mareais. Note que TriAnd se moveria retrogradamente com respeito à rotação galáctica ( $V = -400 \text{ km s}^{-1}$ ), um aspecto que aponta a provável acreção dessas estrelas por interação mareal.

Tabela 4.3: Movimento próprio dos campos SEGUE com distribuição peculiar

Campos	$\mu_\alpha \cos \delta$ mas ano <sup>-1</sup>	$\mu_\delta$ mas ano <sup>-1</sup>
Campos internos ao contorno de TriAnd em RP04		
1	5	-5
5	3	-6
10	5	-5
20	0	-5
22	7	-7
Outros campos		
30	8	-7
31	-3	-6

É interessante notar, ainda, que a discrepância dos campos 30 e 31, que não se situam dentro do contorno TriAnd de RP04 e tampouco estão associados à corrente Sagittarius, é diferente daquela discrepância média que creditamos a TriAnd. O campo 30 tem estrelas com movimento próprio um pouco mais pronunciado:  $\langle \mu_\alpha \cos \delta \rangle \sim 8$  mas ano<sup>-1</sup> e  $\langle \mu_\delta \rangle \sim -7$  mas ano<sup>-1</sup>. Já o campo 31 apresenta estrelas com movimento próprio distinto na direção contrária em ascensão reta:  $\langle \mu_\alpha \cos \delta \rangle \sim -3$  mas ano<sup>-1</sup> e  $\langle \mu_\delta \rangle \sim -6$  mas ano<sup>-1</sup>. Esse fato pode indicar que se há destroços mareais nesses campos, podem ter uma origem diferente de TriAnd.

#### 4.1.4 Metalicidades

Podemos ainda comparar as metalicidades estimadas pela pipeline do SEGUE com aquelas previstas para as estrelas da reamostragem simulada, tanto para todas as estrelas do campo, quanto para aquelas que seguem critérios de seleção que possam ser aplicados tanto aos dados observados quanto aos simulados.

Neste exercício, usamos a mesma amostra de 209 estrelas candidatas a membros de TriAnd que foram alvo de comparação de movimento próprio na Seção anterior. As distribuições de metalicidade, campo a campo, foram estimadas por kernels gaussianos e são apresentadas nas Figuras 4.6, 4.7 e 4.8. Como na análise do movimento próprio, usamos cor vermelha para representar a distribuição observada, e cor cinza para a distribuição simulada. Da mesma forma, limitaremos a discussão a uma comparação visual pois as metalicidades estimadas pelo SEGUE possuem um erro de pelo menos 0.11 dex,

embora esta estimativa provavelmente está subestimada considerando que essas metalicidades são obtidas de espectros de baixa resolução.

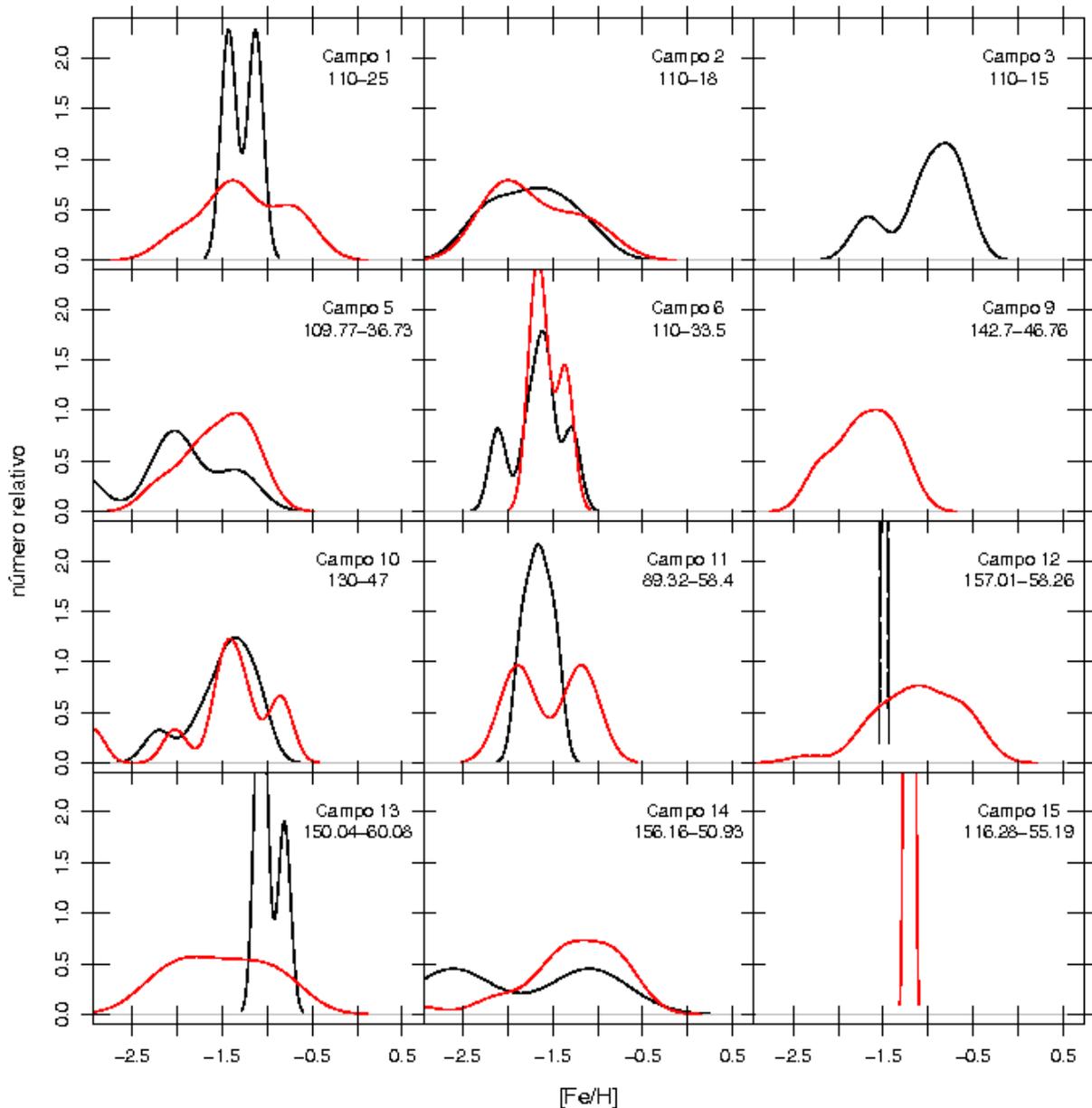


Figura 4.6: Distribuição de metalicidade dos campos 1, 2, 3, 5, 6, 9, 10, 11, 12, 13, 14 e 15. Em vermelho, apresentamos contornos de densidade da distribuição de movimento próprio no PPMLX de candidatas a gigantes observadas pelo SEGUE, com  $-200 < v_r < -100$  km s<sup>-1</sup> (pontos individuais em azul); em cinza, apresentamos a densidade esperada de movimento próprio, nesses mesmos campos, para estrelas desse mesmo tipo e velocidade, segundo a reamostragem da simulação do SEGUE realizada via TRILEGAL.

Alguns campos possuíam apenas 1 ou nenhuma estrela dentro do critério con-

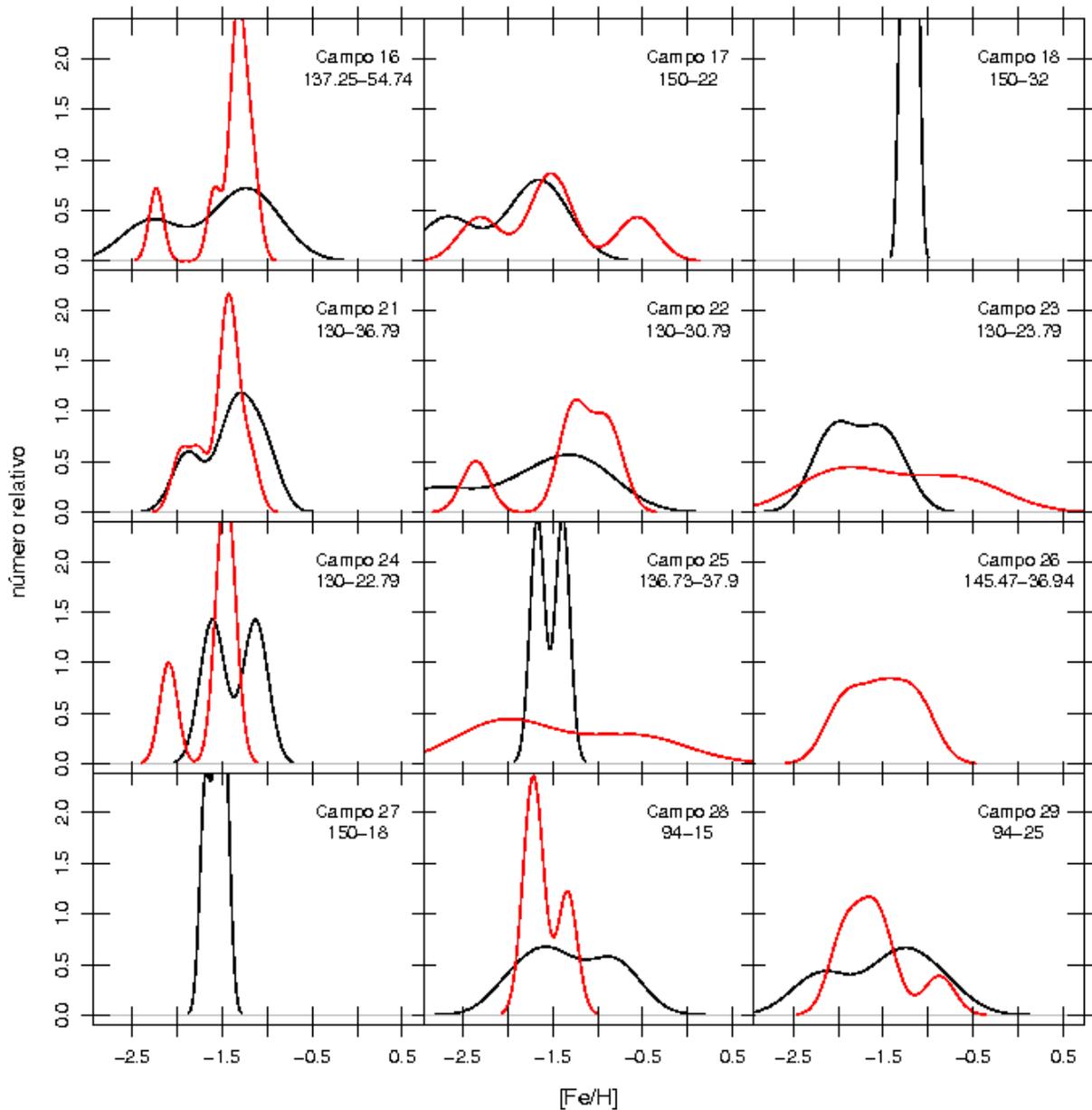


Figura 4.7: Distribuição de metalicidade dos campos 16, 17, 18, 21, 22, 23, 24, 25, 26, 27, 28 e 29. Em vermelho, apresentamos contornos de densidade da distribuição de movimento próprio no PPMLX de candidatas a gigantes observadas pelo SEGUE, com  $-200 < v_r < -100 \text{ km s}^{-1}$  (pontos individuais em azul); em cinza, apresentamos a densidade esperada de movimento próprio, nesses mesmos campos, para estrelas desse mesmo tipo e velocidade, segundo a reamostragem da simulação do SEGUE realizada via TRILEGAL.

junto que usamos — ver Seção anterior. Para esses campos, não foi possível estimar uma distribuição de metalicidade. As Figuras 4.6, 4.7 e 4.8 apenas mostram as distribuições para os campos em que isso foi possível.

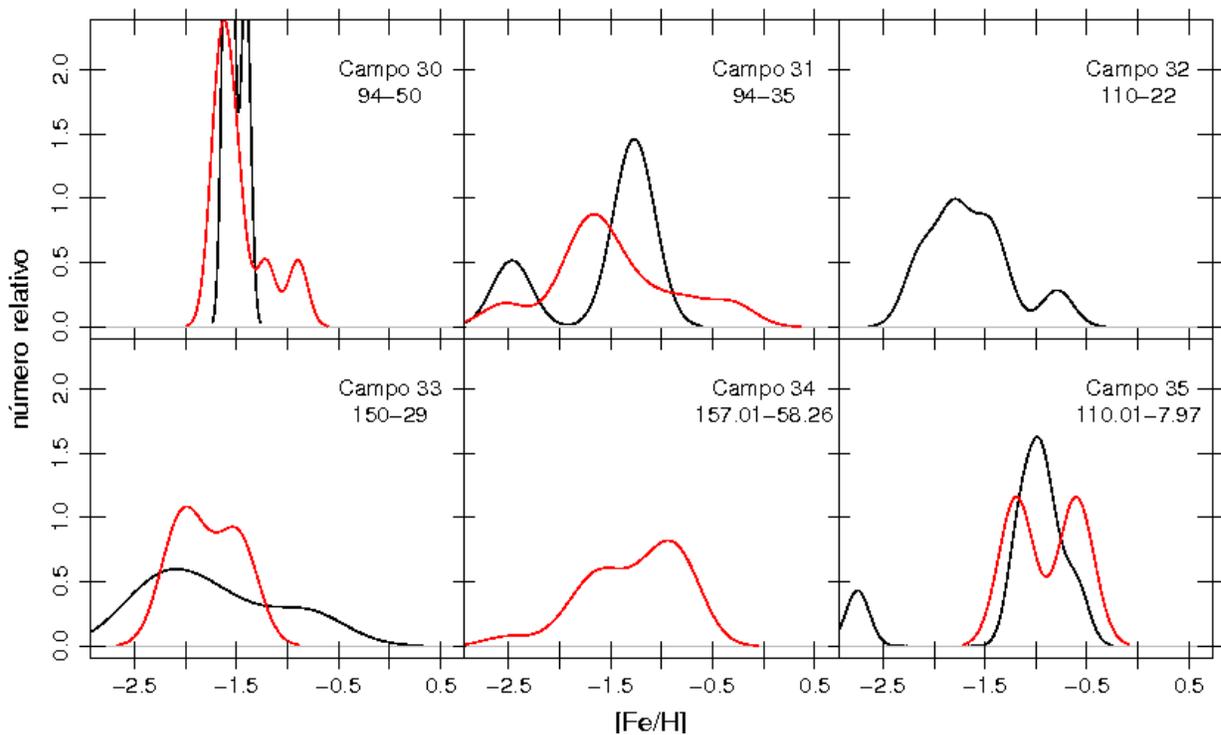


Figura 4.8: Distribuição de metalicidade dos campos 30, 31, 32, 33, 34 e 35. Em vermelho, apresentamos contornos de densidade da distribuição de movimento próprio no PPMLX de candidatas a gigantes observadas pelo SEGUE, com  $-200 < v_r < -100$  km s $^{-1}$  (pontos individuais em azul); em cinza, apresentamos a densidade esperada de movimento próprio, nesses mesmos campos, para estrelas desse mesmo tipo e velocidade, segundo a reamostragem da simulação do SEGUE realizada via TRILEGAL.

Da comparação visual entre as distribuições, concluímos que os seguintes campos apresentam grupos de estrelas com composição química diferente do esperado para o padrão galáctico: 1, 5, 12+34, 13, 14, 16, 21, 23, 25 e 31. Outros campos poderiam eventualmente ser listados aqui, mas escolhemos aqueles que parecem conter picos na distribuição de metalicidade em valores diferentes daqueles esperados. Assim como no caso da análise de movimento próprio, vários dos campos SEGUE que apontam para a corrente Sagittarius apresentam uma distribuição de metalicidade diferente da distribuição simulada. Cinco outros campos situam-se na direção de TriAnd, dos quais 3 foram também destacados por apresentar grupo de estrelas com movimento próprio peculiar. Não há, contudo, uma metalicidade comum peculiar entre esses campos. As discrepâncias são verificadas dentro de um intervalo largo, entre  $-1.7 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.5$  dex, que engloba estimativas de metalicidade para TriAnd existentes na literatura, mas nada contribui para vinculá-la. Veja por exemplo a Figura 1.10. Dado que a qualidade das metalicidades do

SEGUE não é muito boa e também devido ao baixo número de estrelas, consideramos que não podemos fazer inferências restritivas sobre a composição química de TriAnd por meio dessa análise.

Outro campo em que a distribuição de metalicidade difere da esperada é o campo 31, que também apresenta movimentos próprios peculiares.

#### 4.1.5 Estrelas de TriAnd na base SEGUE

Na Figura 4.9, mostramos uma comparação entre os contornos de densidade de TriAnd segundo RP04 e a posição dos campos SEGUE. Destacamos por círculos coloridos, os campos que apresentam excesso de candidatas a gigante, com respeito ao simulado via TRILEGAL, nas análises de velocidade radial (em azul), movimento próprio (em amarelo) e metalicidade (em vermelho).

Cinco campos apresentam excesso de gigantes nas 3 análises: 1, 12+34, 13, 14 e 31). Três desses campos apontam para a corrente Sagittarius. O fato de sermos capaz de identificar desvios ao padrão esperado para a Galáxia, nas propriedades de suas estrelas, dá-nos confiança de que as distribuições galácticas esperadas simuladas via TRILEGAL cumprem bem seu papel na análise.

O campo 1 aponta aproximadamente para a região de maior densidade de TriAnd, segundo RP04, que também surge como região densa nos nossos mapas de densidade (Capítulo 3). Além disso, apenas 2 estrelas em toda a simulação fotométrica do TRILEGAL têm magnitude, cor,  $\log g$  e velocidade radial dentro dos critérios usados para definir TriAnd. Foram 2 num universo de 139671 estrelas (veja Tabela 2.2). Note que nos dados SEGUE espectroscópicos foram 6 gigantes candidatas num universo de 1085 observadas. Sendo que, ambas são gigantes mais próximas, com módulo de distância de 14.75 e 15.70 mag, respectivamente 8,9 e 13,8 kpc. Tudo isso nos leva a considerar que existe grande probabilidade de haver estrelas de TriAnd na amostra SEGUE do campo 1.

Também parece haver estrelas provenientes de destroços mareais no campo 31, que se destacou nas 3 análises e também coincide com um máximo de densidade nas análises do Capítulo 3. Como se situa fora dos contornos de TriAnd, pode vir a ser parte de outra estrutura mareal. Contudo, não há ainda elementos para concluir isso, pois as estrelas do campo 31 situam-se em distância similar às de TriAnd e têm velocidade radial compatível. Essa indefinição coincide com análises recentes de S14, D14 e Mar14, que

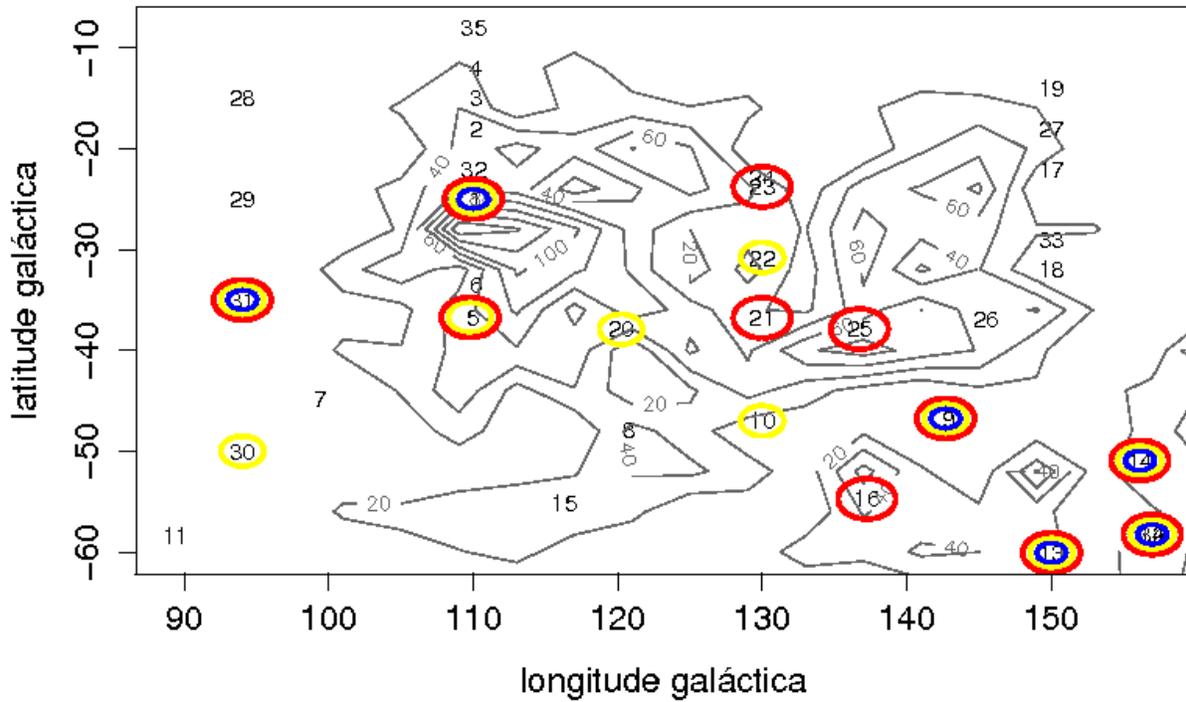


Figura 4.9: Campos SEGUE que apresentam excesso de candidatas a gigante, com respeito ao simulado via TRILEGAL, nas análises de velocidade radial (em azul), movimento próprio (em amarelo) e metalicidade (em vermelho). A numeração mais escura indica a posição dos campos SEGUE, dos quais se destacam 1, 12+34, 13, 14 e 31 por apresentarem excesso de candidatas nas 3 análises. A localização do excesso de gigantes M de RP04 é indicado pelos contornos.

apontam para a profusão de subestruturas na área originalmente chamada de TriAnd, todas com propriedades quimiocinemáticas similares, embora pareçam estar espacialmente desconectadas nas projeções sobre a esfera celeste.

## 4.2 Candidatas Espectroscópicas

As duas placas que apresentaram excesso de gigantes compatíveis com as propriedades de TriAnd, na área de TriAnd segundo RP04 e deste trabalho, foram 1 e 31 — identificação própria de acordo com Tabela 2.2. As estrelas selecionadas destas duas placas são as principais candidatas espectroscópicas a pertencerem a TriAnd. Sua identi-

ficação encontra-se na Tabela 4.4. Para fins de ilustração deixamos disponível os espectros das estrelas contidas nas placas 1 e 31 na Figura 4.10.

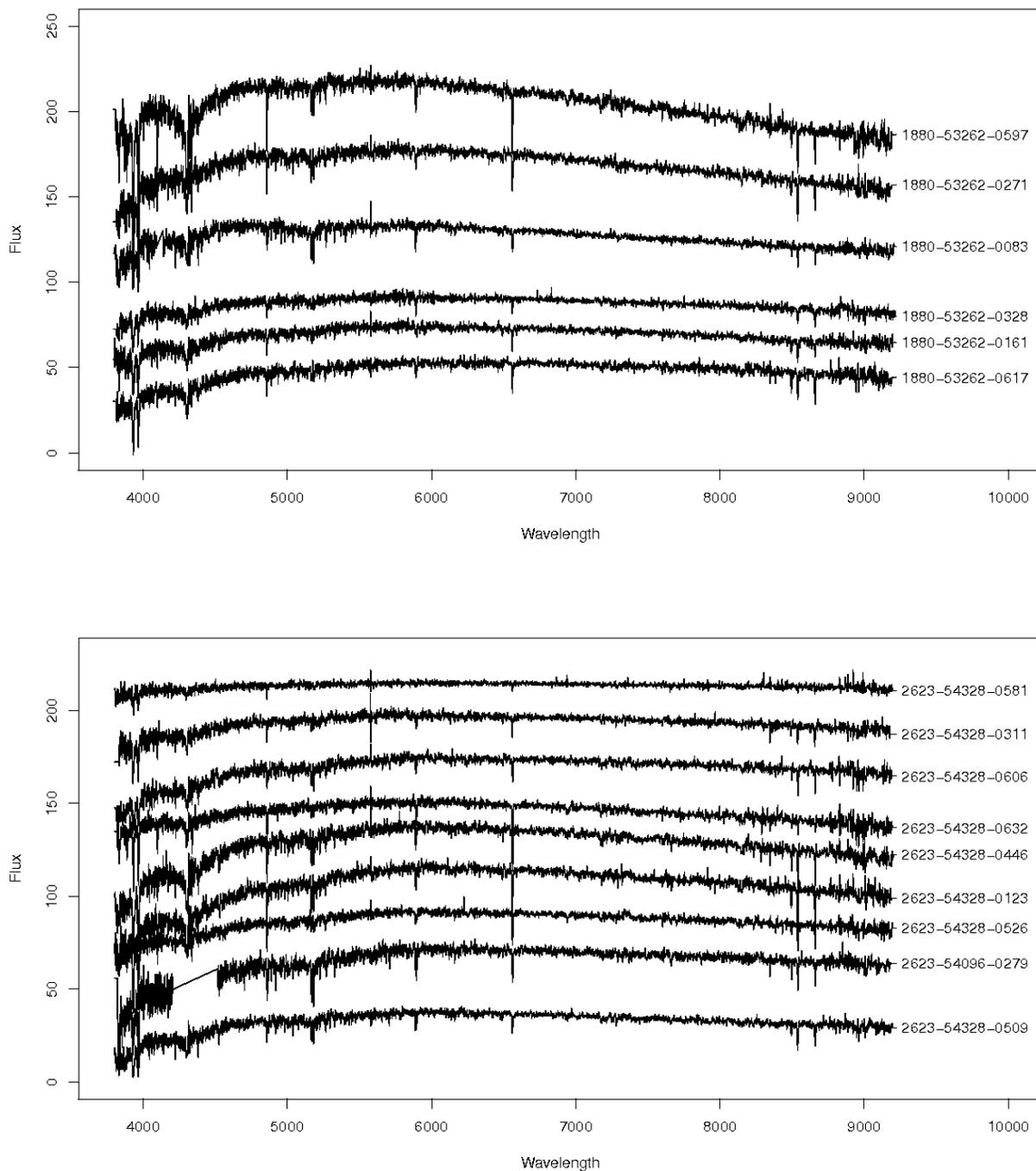


Figura 4.10: Espectros das estrelas candidatas espectroscópicas nos campos 1 e 31, obtidos a partir do *Science Archive Service* do SDSS.

Fizemos buscas na literatura para verificar se essas estrelas já haviam sido alvos de outros estudos. Das 16 estrelas candidatas de nosso trabalho sete foram estudadas por outros autores, mas apenas com dados espectroscópicos do levantamento SDSS. Das sete estrelas, três são estrelas da placa 1 e quatro da placa 31. As estrelas SDSS J234901.94+373226.3 e SDSS J234932.62+354539.6 apresentam propriedades compatíveis com a população de TriAnd. A estrela SDSS J234901.94+373226.3 teve sua distância heliocêntrica estimada em 19.807 kpc e com uma metalicidade  $[Fe/H] = -0.732$  dex, segundo um estudo de estrelas vermelhas do ramo horizontal de Chen et al. (2010). Martell et al. (2011) selecionaram gigantes vermelhas, entre elas SDSS J234932.62+354539.6, para seu estudo da construção do halo via desmembramento de aglomerados globulares, e estimaram a sua distância heliocêntrica em 16.9 kpc com  $\log g = 2.19$  e metalicidade  $[Fe/H] = -1.41$  dex. Essas duas estrelas além de apresentarem características de gigantes, esperadas segundo nosso corte e valor do  $\log g$ , estão localizadas em distância e possuem metalicidade compatível com a população de TriAnd. Uma das estrelas da amostra de Dierickx et al. (2010) é SDSS J235434.86+351805.2 que teve seu  $\log g$  estimado em 4.56, valor muito distinto do fornecido pelo SEGUE, o que caracteriza que a estrela é uma anã. Sua distância seria de 1742 pc, o que eliminaria a possibilidade de ser uma estrela pertencente a TriAnd.

Tabela 4.4: Candidatas espectroscópicas a pertencerem à TriAnd.

Id. própria	Identificação SDSS	Plate-MJD-Fiber	$l$	$b$
1	SDSS J234901.94+373226.3	1880 53262 0328	109.465162073024	-23.6936519231258
1	SDSS J235539.04+372914.4	1880 53262 0161	110.841092113463	-24.0710119019594
1	SDSS J235408.43+361417.8	1880 53262 0617	110.189764288592	-25.2115834095834
1	SDSS J235434.86+351805.2	1880 53262 0083	110.032887768454	-26.1420128165763
1	SDSS J235656.40+370527.1	1880 53262 0597	111.01348537435	-24.5162874885473
1	SDSS J234932.62+354539.6	1880 53262 0271	109.061006370541	-25.4379478936768
31	SDSS J230627.02+214158.8	2623 54096 0279	92.8393963089522	-34.9641117106464
31	SDSS J231116.03+221533.0	2623 54096 0548	94.3633158117841	-34.9952706778183
31	SDSS J231348.37+220804.9	2623 54328 0581	94.93410465967	-35.3737656629184
31	SDSS J231043.02+232201.9	2623 54328 0526	94.8424348455654	-33.9522857980296
31	SDSS J231354.97+230506.8	2623 54328 0606	95.4819154522786	-34.5355678048095
31	SDSS J231006.25+232326.7	2623 54328 0446	94.7047479048935	-33.8670039146782
31	SDSS J231050.90+210243.4	2623 54328 0123	93.5658629666306	-36.0255110811887
31	SDSS J231312.06+224856.4	2623 54328 0632	95.1563439489174	-34.7028125264837
31	SDSS J230950.42+222741.0	2623 54328 0509	94.1206892741993	-34.6634894251099
31	SDSS J230510.60+220106.3	2623 54328 0311	92.7110911995367	-34.5424064443103

Das candidatas da placa 31 estudadas na literatura, também presente na amostra de Dierickx et al. (2010), a estrela SDSS J230627.02+214158.8 cujo valor de  $\log g$  mensurado correspondente a uma estrela anã e estaria localizada a 1083 pc. As estrelas SDSS J231050.90+210243.4 e SDSS J231006.25+232326.7, parte da amostra de Martell et al. (2011),

tiverem suas distâncias estimadas em 8.9 kpc e 11 kpc, distância inferior a esperada para estrelas da subestrutura TriAnd. A estrela SDSS J231354.97+230506.8, também presente na amostra de Chen et al. (2010), estaria localizada a 18.080 kpc e com  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.596$ , ambos valores compatíveis com a subestrutura de TriAnd.

É preciso apontar que os valores de Dierickx et al. (2010) usam os mesmos espectros SEGUE, embora empreguem uma pipeline própria, de onde surgem as diferentes medidas de  $\log g$ . Espectros independentes seriam úteis para resolver a questão sobre a classificação real dessas estrelas que têm  $\log g$  muito diferente em ambas as análises.

# Capítulo 5

## Conclusões

*Esse contraste faria suspeitar que a natureza é às vezes um imenso escárneo. Por que bonita, se coxa? Por que coxa, se bonita? Tal era a pergunta que eu vinha fazendo a mim mesmo ao voltar para casa, de noite, sem atinar com a solução do enigma.*

---

Machado de Assis

Essa dissertação descreve os esforços para cartografar TriAnd e demais subestruturas localizadas entre  $\sim 18$  e  $\sim 28$  kpc com dados obtidos do catálogo do *Sloan Digital Sky Survey*. A análise dos dados foi realizada a partir do desenvolvimento de técnicas para encontrar e caracterizar subestruturas. A utilização de diversas técnicas nos permitiu ter uma melhor compreensão sobre a utilização e eficiência destas para localizar destroços mareais.

Através do mapeamento, para as regiões observadas do SDSS, obtemos que TriAnd pode ocupar uma área menor ( $\sim 500$  graus quadrados) em comparação as estimativas de Rocha-Pinto e al. (2004) ( $\sim 1000$  graus quadrados). Localizamos excessos que podem ser subestruturas da Galáxia com origem em interação mareal independente daquela que formou TriAnd. A análise dos dados espectrofotométricos permitiu entender melhor a distribuição espacial de TriAnd, estimar suas propriedades e analisar, ainda que superficialmente, a natureza de outras duas subestruturas.

## 5.1 Principais resultados

Aqui, resumimos os principais resultados discutidos nas seções anteriores e damos uma visão geral sobre algumas direções possíveis para análise das subestruturas locais e de futuros trabalhos.

O excesso identificado em  $(l, b) \sim (90^\circ, -20^\circ)$  é bastante controverso. Os perfis de densidade indicam uma maior densidade próximo a  $(l, b) \sim (90^\circ, -20^\circ)$ , longitude limite do campo da nossa amostra. Um maior excesso nessa região é esperado devido à proximidade com a região interna da Galáxia e com o plano galáctico ( $b = 0^\circ$ ), tanto que a região em  $(l, b) \sim (90^\circ, -10^\circ)$  é ainda mais densa. Os mapas comparativos de densidade deveriam subtrair a contribuição esperada da Galáxia para essa região. Isso levanta a hipótese de que o modelo subestime a quantidade de estrelas. No entanto, estranha o fato de não se identificar nos perfis longitudinais um crescente excesso de estrelas — pois espera-se que a distribuição de estrelas nas componentes da Galáxia varie suavemente —, mas, sim, um excesso localizado. Assim, precisaríamos analisar os dados para  $l < 90^\circ$ , para verificar se esse excesso está localizado (indicando ser parte de TriAnd) ou se ele segue o padrão galáctico.

A região de extensão de TriAnd ( $100^\circ < l < 145^\circ$  e  $-24^\circ < b < -34^\circ$ ) é compatível com a Figura 5 de Deason et al. (2014), que revela TriAnd como uma extensa sobredensidade, similar a uma corrente mareal. A velocidade radial varia ao longo da estrutura, como esperado para uma corrente mareal, como mostram S14, Deason et al. (2014) e, que também, de forma independente encontramos. No entanto, subestruturas do tipo nuvem, como proposto por Johnston et al. (2008), também apresentam gradiente de velocidade. Constatamos também que TriAnd possui movimento retrógrado com respeito à rotação galáctica e uma menor densidade vista na direção do anti-centro galáctico em nossos mapas de densidade (Figura 3.19 e 3.21). Essa tendência da diminuição da densidade com a longitude é compatível com a distribuição de estrelas obtida por S14 para sua simulação de N-corpos da dissolução de uma galáxia anã que representa um possível cenário de formação para TriAnd.

Os mapas de densidade sugerem que TriAnd está limitada em  $b < -35^\circ$ , assim como S14 havia indicado. TriAnd possivelmente se estende mais ao norte que  $b \sim -24^\circ$ , pois não há nenhum indicativo de diminuição da densidade nos limites dessa região de cobertura do SDSS. TriAnd pode se estender para além dos contornos indicados por nós.

Longitudinalmente, falta-nos cobertura na região  $(l, b) \sim (147^\circ, -27^\circ)$  e de  $l < 90^\circ$ , o que impossibilita analisar sua extensão nessas direções. A estimativa de luminosidade  $\sim (2-3) \times 10^6 L_\odot$ , para uma área compatível com TriAnd, é compatível com as estimativas de Maj04 para TriAnd, bem como com aquelas obtidas para a sobredensidade de Virgo (Juric et al. 2008) e de outras galáxias anãs satélites da Via Láctea. Se somadas a massa luminosa da Estrutura Principal e da Estrutura B, obtemos  $\sim 1.4 \times 10^6 M_\odot$ , massa luminosa similar,  $1.6 \times 10^6 M_\odot$ , foi estimada por RP04, mas numa área maior. Os valores estimados neste trabalho reforçam a hipótese de que o objeto progenitor de TriAnd seja uma galáxia satélite anã, devido a seu movimento retrógrado, sua massa estelar e sua luminosidade.

O campo SEGUE 1, que possui metalicidade e movimento próprio peculiar, localiza-se parcialmente sobre  $(l, b) \sim (110^\circ, -30^\circ)$ , região de maior excesso de gigantes M de RP04 (veja Figura 4.9). Nos mapas de densidade residual dos cortes 1B e 2, este excesso também se destaca diante das variações de densidade de TriAnd. O fato desse campo SEGUE cobrir uma região de maior excesso dentro da subestrutura TriAnd, pode justificar termos encontrados diversas gigantes nele. Um estudo mais detalhado das estrelas candidatas de TriAnd desse campo, pode auxiliar a entender melhor a distribuição de propriedades de TriAnd.

A utilização de dois diferentes cortes de seleção de estrelas candidatas de TriAnd evidenciou pelo menos 4 subestruturas: corrente PAndAs, Alfa, Beta (“Blob”) e Gama. Isso é indicativo que a sequência principal, identificada no CMD como pertencente a TriAnd, pode ser compatível com a população estelar de múltiplos destroços próximos. Nesse sentido, Deason et al. (2014) advogam que TriAnd, a corrente PAndAs e a galáxia anã Segue 2 fariam parte de um grupo de satélites que foi acrecido pela Galáxia.

A subestrutura Alfa, localizada em  $(l, b) \sim (100^\circ, -35^\circ)$ , está distribuída espacialmente com aspecto similar ao de uma corrente, tanto nos mapas de densidade residual quanto nos mapas de densidade estimados por kernel. Alfa associa-se a TriAnd por ter cor e magnitude similares, mas não está conectada à essa distribuição de densidade projetada no céu. A Estrutura A, campo para o qual realizamos o ajuste da função de luminosidade, foi selecionado de forma a compreender toda região do excesso Alfa. Todavia, identificar se Alfa é parte de TriAnd depende da análise da composição química e cinemática das estrelas de Alfa. O campo SEGUE 31, que se encontra próximo a Alfa, pode ser utilizado para um estudo mais detalhado em busca de propriedades e natureza da estrutura Alfa.

Nossas estimativas de massa estelar e luminosidade indicam que Alfa deve conter

menor massa estelar do que TriAnd e uma luminosidade compatível com os satélites mais débeis e que apresentam uma maior  $M_{\odot}/L_{\odot}$  (Strigari et al. 2008). Sendo uma corrente mareal poderia provir da destruição de um aglomerado globular ou talvez de uma galáxia anã rica em matéria escura.

Beta não pode ser compreendida como um excesso, devido a subestimação de contagens próximas ao plano galáctico pelo modelo. O perfil de densidade da Faixa 19 (veja Figura 3.10) indica um excesso em densidade dos dados observados em comparação aos simulados de 25%. Se este excesso fosse compreendido como um problema nas contagens do modelo TRILEGAL, seria esperado que nas faixas mais próximas ao disco, ele fosse ainda maior. Todavia o excesso em densidade na Faixa 20 praticamente se torna nulo. Isto indica que o excesso é restrito a uma faixa mais distante do plano galáctico.

Posto isso, nossos mapas de densidade indicam que a subestrutura Beta possui  $\sim 125$  estrelas por grau quadrado, sendo mais densa que TriAnd. Alfa, é mais evidente para o corte 2 — o que indica que é mais pobre em metais que TriAnd —, mesmo corte em que a Blob e corrente PAndAs se destacam em relação ao campo. A hipótese, sugerida por nós, é que Blob e Beta estão conectadas. Isso, no momento, não pode ser confirmado, pois a região não observada pelo SDSS, entre as duas subestruturas, não permite, através da projeção espacial, testar a conexão entre elas. Essa hipótese se tornou mais plausível devido ao mapa de densidade de Slater et al. (2013) que mostra um excesso sobre a região de Beta e Blob.

Gama é a subestrutura mais tênue em comparação às demais identificadas. Devido à sua localização em latitude ( $b \sim -41^{\circ}$ ), não é parte da corrente TriAnd. Gama pode se estender tanto em longitude (como indica sua distribuição espacial na Figura 3.15), como em latitude. No entanto, a região de maior extinção em  $(l, b) \sim (92^{\circ}, -35^{\circ})$  não permite avaliar a existência de excessos para menores latitudes e o limite amostral que adotamos no início do mestrado limitou nossa análise em  $l > 90^{\circ}$ .

# Referências

- Abadi, M. G., Navarro, J. F., Steinmetz, M. and Eke, V. R. (2003). Simulations of Galaxy Formation in a  $\Lambda$  Cold Dark Matter Universe. II. The Fine Structure of Simulated Galactic Disks, **Astrophysics Journal** **597**: 21–34.
- Ahn, C. P. and et al. (2012). The Ninth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey: First Spectroscopic Data from the SDSS-III Baryon Oscillation Spectroscopic Survey, **Astrophysics Journal Supplement Series** **203**: 21.
- Bellazzini, M., Ibata, R., Martin, N., Lewis, G. F., Conn, B. and Irwin, M. J. (2006). The core of the Canis Major galaxy as traced by red clump stars, **Mon. Not. Royal Astronomical Society** **366**: 865–883.
- Bellazzini, M., Ibata, R., Monaco, L., Martin, N., Irwin, M. J. and Lewis, G. F. (2004). Detection of the Canis Major galaxy at  $(l,b) = (244, -8)$  and in the background of Galactic open clusters, **Mon. Not. Royal Astronomical Society** **354**: 1263–1278.
- Belokurov, V. (2013). Galactic Archaeology: The dwarfs that survived and perished, **New Astronomy Reviews** **57**: 100–121.
- Belokurov, V. and et al. (2006). The Field of Streams: Sagittarius and Its Siblings, **The Astrophysical Journal** **642**: L137–L140.
- Belokurov, V. and et al. (2007a). Cats and Dogs, Hair and a Hero: A Quintet of New Milky Way Companions, **Astrophysics Journal** **654**: 897–906.
- Belokurov, V. and et al. (2007b). The Hercules-Aquila Cloud, **The Astrophysical Journal** **657**: L89–L92.
- Binney, J. and Tremaine, S. (2008). *Galactic Dynamics: Second Edition*, Princeton University Press.
- Bonaca, A., Geha, M. and Kallivayalil, N. (2012). A Cold Milky Way Stellar Stream in the Direction of Triangulum, **The Astrophysical Journal** **760**: L6.
- Bonaca, A., Jurić, M., Ivezić, Ž., Bizyaev, D., Brewington, H., Malanushenko, E., Malanushenko, V., Oravetz, D., Pan, K., Shelden, A., Simmons, A. and Snedden, S. (2012). Update on the Nature of Virgo Overdensity, **The Astronomical Journal** **143**: 105.
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S. and Nanni, A. (2012). PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code, **Mon. Not. Royal Astronomical Society** **427**: 127–145.
- Carollo, D., Beers, T. C., Lee, Y. S., Chiba, M., Norris, J. E., Wilhelm, R., Sivarani, T., Marsteller, B., Munn, J. A., Bailer-Jones, C. A. L., Fiorentin, P. R. and York, D. G. (2007). Two stellar components in the halo of the Milky Way, **Nature** **450**: 1020–1025.

- Cepa, J., Pérez-García, A. M., Bongiovanni, A., Alfaro, E. J., Castañeda, H., Gallego, J., González-Serrano, J. I., Sánchez-Portal, M. and González, J. J. (2008). OTELO survey: deep BVRI broadband photometry of the Groth strip. I. Number counts and two-point correlation functions, **Astronomy and Astrophysics** **490**: 1–14.
- Chen, Y. Q., Zhao, G., Zhao, J. K., Xue, X. X. and Schuster, W. J. (2010). Metallicity and Kinematic Distributions of Red Horizontal-branch Stars from the SDSS Survey, **The Astronomical Journal** **140**: 500–509.
- Chou, M.-Y., Majewski, S. R., Cunha, K., Smith, V. V., Patterson, R. J. and Martínez-Delgado, D. (2010). The Chemical Evolution of the Monoceros Ring/Galactic Anticenter Stellar Structure, **The Astrophysical Journal** **720**: L5–L10.
- Chou, M.-Y., Majewski, S. R., Cunha, K., Smith, V. V., Patterson, R. J. and Martínez-Delgado, D. (2011). First Chemical Analysis of Stars in the Triangulum–Andromeda Star Cloud, **The Astrophysical Journal** **731**: L30.
- Cutri, R. M. and et al (2013). AllWISE Data Release (Cutri+ 2013), *VizieR Online Data Catalog* **2328**.
- Danezis, E., Theodossiou, E., Dimitrijević, M. S., Dacanalís, A. and Katsavrias, C. (2010). The cosmology of Democritus, **Bulgarian Astronomical Journal** **13**: 140.
- Dawson, K. S. and et al. (2013). The Baryon Oscillation Spectroscopic Survey of SDSS-III, **The Astronomical Journal** **145**: 10.
- de Jong, J. T. A., Butler, D. J., Rix, H. W., Dolphin, A. E. and Martínez-Delgado, D. (2007). Modeling the Stellar Populations in the Canis Major Overdensity: The Relation between the Old and Young Populations, **Astrophysics Journal** **662**: 259–271.
- Deason, A. J., Belokurov, V., Hamren, K. M., Koposov, S. E., Gilbert, K. M., Beaton, R. L., Dorman, C. E., Guhathakurta, P., Majewski, S. R. and Cunningham, E. C. (2014). TriAnd and its Siblings: Satellites of Satellites in the Milky Way Halo, *ArXiv e-prints*.
- Duffau, S., Zinn, R., Vivas, A. K., Carraro, G., Méndez, R. A., Winnick, R. and Gallart, C. (2006). Spectroscopy of QUEST RR Lyrae Variables: The New Virgo Stellar Stream, **The Astrophysical Journal** **636**: L97–L100.
- Eggen, O. J., Lynden-Bell, D. and Sandage, A. R. (1962). Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed., **Astrophysics Journal** **136**: 748.
- Eisenstein, D. J. and et al. (2011). SDSS-III: Massive Spectroscopic Surveys of the Distant Universe, the Milky Way, and Extra-Solar Planetary Systems, **The Astronomical Journal** **142**: 72.
- Feigelson, E. D. and Jogesh Babu, G. (2012). *Modern Statistical Methods for Astronomy*.
- Frieman, J. A. and et al. (2008). The Sloan Digital Sky Survey-II Supernova Survey: Technical Summary, **The Astronomical Journal** **135**: 338–347.
- Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Groenewegen, M. A. T., Marigo, P., Salasnich, B. and Weiss, A. (2002). Theoretical isochrones in several photometric systems. I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets, **Astronomy and Astrophysics** **391**: 195–212.
- Girardi, L., Grebel, E. K., Odenkirchen, M. and Chiosi, C. (2004). Theoretical isochrones in several photometric systems. II. The Sloan Digital Sky Survey ugriz system, **Astronomy and Astrophysics** **422**: 205–215.

- Girardi, L., Groenewegen, M. A. T., Hatziminaoglou, E. and da Costa, L. (2005). Star counts in the Galaxy. Simulating from very deep to very shallow photometric surveys with the TRILEGAL code, **Astronomy and Astrophysics** **436**: 895–915.
- Grillmair, C. J. (2006a). Detection of a 60 degrees long Dwarf Galaxy Debris Stream, **The Astrophysical Journal** **645**: L37–L40.
- Grillmair, C. J. (2006b). Substructure in Tidal Streams: Tributaries in the Anticenter Stream, **The Astrophysical Journal** **651**: L29–L32.
- Grillmair, C. J. (2009). Four New Stellar Debris Streams in the Galactic Halo, **Astrophysics Journal** **693**: 1118–1127.
- Grillmair, C. J. and Dionatos, O. (2006). Detection of a 63 degrees Cold Stellar Stream in the Sloan Digital Sky Survey, **The Astrophysical Journal** **643**: L17–L20.
- Gunn, J. E. and Gott, III, J. R. (1972). On the Infall of Matter Into Clusters of Galaxies and Some Effects on Their Evolution, **Astrophysics Journal** **176**: 1.
- Gunn, J. E. and et al. (1998). The Sloan Digital Sky Survey Photometric Camera, **The Astronomical Journal** **116**: 3040–3081.
- Herschel, W. (1785). On the Construction of the Heavens., **Royal Society of London Philosophical Transactions Series I** **75**: 213–266.
- Hubble, E. (1925). No. 304. N.G.C. 6822, a remote stellar system., **Contributions from the Mount Wilson Observatory / Carnegie Institution of Washington** **304**: 1–25.
- Ibata, R. A., Gilmore, G. and Irwin, M. J. (1994). A dwarf satellite galaxy in Sagittarius, **Nature** **370**: 194–196.
- Ibata, R. A., Irwin, M. J., Lewis, G. F., Ferguson, A. M. N. and Tanvir, N. (2003). One ring to encompass them all: a giant stellar structure that surrounds the Galaxy, **Mon. Not. Royal Astronomical Society** **340**: L21–L27.
- Ibata, R. A., Wyse, R. F. G., Gilmore, G., Irwin, M. J. and Suntzeff, N. B. (1997). The Kinematics, Orbit, and Survival of the Sagittarius Dwarf Spheroidal Galaxy, **The Astronomical Journal** **113**: 634–655.
- Johnston, K. V., Bullock, J. S., Sharma, S., Font, A., Robertson, B. E. and Leitner, S. N. (2008). Tracing Galaxy Formation with Stellar Halos. II. Relating Substructure in Phase and Abundance Space to Accretion Histories, **Astrophysics Journal** **689**: 936–957.
- Jurić, M. and et al. (2008). The Milky Way Tomography with SDSS. I. Stellar Number Density Distribution, **Astrophysics Journal** **673**: 864–914.
- Just, A., Berczik, P., Petrov, M. I. and Ernst, A. (2009). Quantitative analysis of clumps in the tidal tails of star clusters, **Mon. Not. Royal Astronomical Society** **392**: 969–981.
- Kafle, P. R., Sharma, S., Lewis, G. F. and Bland-Hawthorn, J. (2012). Kinematics of the Stellar Halo and the Mass Distribution of the Milky Way Using Blue Horizontal Branch Stars, **Astrophysics Journal** **761**: 98.
- Kapteyn, J. C. and van Rhijn, P. J. (1922). No. 229. On the upper limit of the distance to which the arrangement of stars in space can at present be determined with some confidence., **Contributions from the Mount Wilson Observatory / Carnegie Institution of Washington** **229**: 1–30.
- Kim, S. S. and Morris, M. (2003). Dynamical Friction on Star Clusters near the Galactic Center, **Astrophysics Journal** **597**: 312–322.

- Klypin, A., Kravtsov, A. V., Valenzuela, O. and Prada, F. (1999). Where Are the Missing Galactic Satellites?, **Astrophysics Journal** **522**: 82–92.
- Lokas, E. L., Gajda, G. and Kazantzidis, S. (2013). Tidal tails of dwarf galaxies on different orbits around the Milky Way, **Mon. Not. Royal Astronomical Society** **433**: 878–888.
- López-Corredoira, M., Momany, Y., Zaggia, S. and Cabrera-Lavers, A. (2007). Re-affirming the connection between the Galactic stellar warp and the Canis Major over-density, **Astronomy and Astrophysics** **472**: L47–L50.
- Majewski, S. R., Ostheimer, J. C., Rocha-Pinto, H. J., Patterson, R. J., Guhathakurta, P. and Reitzel, D. (2004). Detection of the Main-Sequence Turnoff of a Newly Discovered Milky Way Halo Structure in the Triangulum-Andromeda Region, **Astrophysics Journal** **615**: 738–743.
- Majewski, S. R., Skrutskie, M. F., Weinberg, M. D. and Ostheimer, J. C. (2003). A Two Micron All Sky Survey View of the Sagittarius Dwarf Galaxy. I. Morphology of the Sagittarius Core and Tidal Arms, **Astrophysics Journal** **599**: 1082–1115.
- Martell, S. L., Smolinski, J. P., Beers, T. C. and Grebel, E. K. (2011). Building the Galactic halo from globular clusters: evidence from chemically unusual red giants, **Astronomy and Astrophysics** **534**: A136.
- Martin, C., Carlin, J. L., Newberg, H. J. and Grillmair, C. (2013). Kinematic Discovery of a Stellar Stream Located in Pisces, **The Astrophysical Journal** **765**: L39.
- Martin, N. F., Ibata, R. A., Bellazzini, M., Irwin, M. J., Lewis, G. F. and Dehnen, W. (2004). A dwarf galaxy remnant in Canis Major: the fossil of an in-plane accretion on to the Milky Way, **Mon. Not. Royal Astronomical Society** **348**: 12–23.
- Martin, N. F., Ibata, R. A. and Irwin, M. (2007). Galactic Halo Stellar Structures in the Triangulum-Andromeda Region, **The Astrophysical Journal** **668**: L123–L126.
- Martin, N. F. and et al. (2014). The PAndAS Field of Streams: Stellar Structures in the Milky Way Halo toward Andromeda and Triangulum, **Astrophysics Journal** **787**: 19.
- Martínez-Delgado, D., Gabany, R. J., Crawford, K., Zibetti, S., Majewski, S. R., Rix, H.-W., Fliri, J., Carballo-Bello, J. A., Bardalez-Gagliuffi, D. C., Peñarrubia, J., Chonis, T. S., Madore, B., Trujillo, I., Schirmer, M. and McDavid, D. A. (2010). Stellar Tidal Streams in Spiral Galaxies of the Local Volume: A Pilot Survey with Modest Aperture Telescopes, **The Astronomical Journal** **140**: 962–967.
- Mateu, C., Vivas, A. K., Zinn, R., Miller, L. R. and Abad, C. (2009). No Excess of RR Lyrae Stars in the Canis Major Overdensity, **The Astronomical Journal** **137**: 4412–4423.
- Mathewson, D. S., Cleary, M. N. and Murray, J. D. (1974). The Magellanic stream, **Astrophysics Journal** **190**: 291–296.
- Mo, H., van den Bosch, F. C. and White, S. (2010). *Galaxy Formation and Evolution*.
- Moitinho, A., Vázquez, R. A., Carraro, G., Baume, G., Giorgi, E. E. and Lyra, W. (2006). Spiral structure of the third galactic quadrant and the solution to the Canis Major debate, **Mon. Not. Royal Astronomical Society** **368**: L77–L81.
- Momany, Y., Zaggia, S., Gilmore, G., Piotto, G., Carraro, G., Bedin, L. R. and de Angeli, F. (2006). Outer structure of the Galactic warp and flare: explaining the Canis Major over-density, **Astronomy and Astrophysics** **451**: 515–538.

- Momany, Y., Zaggia, S. R., Bonifacio, P., Piotto, G., De Angeli, F., Bedin, L. R. and Carraro, G. (2004). Probing the Canis Major stellar over-density as due to the Galactic warp, **Astronomy and Astrophysics** **421**: L29–L32.
- Monet, D. G. and et al. (2003). The USNO-B Catalog, **The Astronomical Journal** **125**: 984–993.
- Newberg, H. J., Yanny, B., Rockosi, C., Grebel, E. K., Rix, H.-W., Brinkmann, J., Csabai, I., Hennesy, G., Hindsley, R. B., Ibata, R., Ivezić, Z., Lamb, D., Nash, E. T., Odenkirchen, M., Rave, H. A., Schneider, D. P., Smith, J. A., Stolte, A. and York, D. G. (2002). The Ghost of Sagittarius and Lumps in the Halo of the Milky Way, **Astrophysics Journal** **569**: 245–274.
- Newberg, H. J., Yanny, B. and Willett, B. A. (2009). Discovery of a New, Polar-Orbiting Debris Stream in the Milky Way Stellar Halo, **The Astrophysical Journal** **700**: L61–L64.
- Nidever, D. L., Majewski, S. R., Butler Burton, W. and Nigra, L. (2010). The 200 degrees Long Magellanic Stream System, **Astrophysics Journal** **723**: 1618–1631.
- Ostheimer, Jr., J. C. (2003). *Exploring the halo of M31*, PhD thesis, UNIVERSITY OF VIRGINIA.
- Ostriker, J. P. and Hausman, M. A. (1977). Cannibalism among the galaxies - Dynamically produced evolution of cluster luminosity functions, **The Astrophysical Journal** **217**: L125–L129.
- Pâris, I. and et al. (2014). The Sloan Digital Sky Survey quasar catalog: tenth data release, **Astronomy and Astrophysics** **563**: A54.
- Reid, M. J. (1993). The distance to the center of the Galaxy, **Annual Review of Astronomy and Astrophysics** **31**: 345–372.
- Robin, A. C., Reylé, C., Derrière, S. and Picaud, S. (2003). A synthetic view on structure and evolution of the Milky Way, **Astronomy and Astrophysics** **409**: 523–540.
- Rocha-Pinto, H. J., Majewski, S. R., Skrutskie, M. F. and Crane, J. D. (2003). Tracing the Galactic Anticenter Stellar Stream with 2MASS M Giants, **The Astrophysical Journal** **594**: L115–L118.
- Rocha-Pinto, H. J., Majewski, S. R., Skrutskie, M. F., Crane, J. D. and Patterson, R. J. (2004). Exploring Halo Substructure with Giant Stars: A Diffuse Star Cloud or Tidal Debris around the Milky Way in Triangulum-Andromeda, **Astrophysics Journal** **615**: 732–737.
- Rocha-Pinto, H. J., Majewski, S. R., Skrutskie, M. F., Patterson, R. J., Nakanishi, H., Muñoz, R. R. and Sofue, Y. (2006). The Dog on the Ship: The Canis Major Dwarf Galaxy as an Outlying Part of the Argo Star System, **The Astrophysical Journal** **640**: L147–L150.
- Rockosi, C. M., Odenkirchen, M., Grebel, E. K., Dehnen, W., Cudworth, K. M., Gunn, J. E., York, D. G., Brinkmann, J., Hennesy, G. S. and Ivezić, Ž. (2002). A Matched-Filter Analysis of the Tidal Tails of the Globular Cluster Palomar 5, **The Astronomical Journal** **124**: 349–363.
- Roeser, S., Demleitner, M. and Schilbach, E. (2010). The PPMXL Catalog of Positions and Proper Motions on the ICRS. Combining USNO-B1.0 and the Two Micron All Sky Survey (2MASS), **The Astronomical Journal** **139**: 2440–2447.
- Sbordone, L., Bonifacio, P., Buonanno, R., Marconi, G., Monaco, L. and Zaggia, S. (2007). The exotic chemical composition of the Sagittarius dwarf spheroidal galaxy, **Astronomy and Astrophysics** **465**: 815–824.
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P. and Davis, M. (1998). Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds, **Astrophysics Journal** **500**: 525–553.

- Searle, L. and Zinn, R. (1978). Compositions of halo clusters and the formation of the galactic halo, **Astrophysics Journal** **225**: 357–379.
- Sesar, B., Vivas, A. K., Duffau, S. and Ivezić, Ž. (2010). Halo Velocity Groups in the Pisces Overdensity, **Astrophysics Journal** **717**: 133–139.
- Sesar, B. and et al. (2007). Exploring the Variable Sky with the Sloan Digital Sky Survey, **The Astronomical Journal** **134**: 2236–2251.
- Shapley, H. (1918). Studies based on the colors and magnitudes in stellar clusters. VII. The distances, distribution in space, and dimensions of 69 globular clusters., **Astrophysics Journal** **48**: 154–181.
- Sharma, S., Bland-Hawthorn, J., Johnston, K. V. and Binney, J. (2011). Galaxia: A Code to Generate a Synthetic Survey of the Milky Way, **Astrophysics Journal** **730**: 3.
- Sheffield, A., Johnston, K., Majewski, S., Damke, G., Richardson, W., Beaton, R. and Rocha-Pinto, H. (2014). Exploring Halo Substructure with Giant Stars: The Nature of the Triangulum-Andromeda Stellar Features, *ArXiv e-prints* .
- Simion, I. T., Belokurov, V., Irwin, M. and Koposov, S. E. (2014). Strong RR Lyrae excess in the Hercules-Aquila Cloud, **Mon. Not. Royal Astronomical Society** **440**: 161–171.
- Simon, J. D. and Geha, M. (2007). The Kinematics of the Ultra-faint Milky Way Satellites: Solving the Missing Satellite Problem, **Astrophysics Journal** **670**: 313–331.
- Skrutskie, M. F. and et al. (2006). The Two Micron All Sky Survey (2MASS), **The Astronomical Journal** **131**: 1163–1183.
- Slater, C. T. e. a. (2014). The Complex Structure of Stars in the Outer Galactic Disk as Revealed by Pan-STARRS1, **Astrophysics Journal** **791**: 9.
- Slater, C. T. and et al. (2013). A Pan-STARRS1 View of the Bifurcated Sagittarius Stream, **Astrophysics Journal** **762**: 6.
- Strigari, L. E., Bullock, J. S., Kaplinghat, M., Simon, J. D., Geha, M., Willman, B. and Walker, M. G. (2008). A common mass scale for satellite galaxies of the Milky Way, **Nature** **454**: 1096–1097.
- Taylor, M. B. (2005). TOPCAT STIL: Starlink Table/VOTable Processing Software, in P. Shopbell, M. Britton and R. Ebert (eds), *Astronomical Data Analysis Software and Systems XIV*, Vol. 347 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p. 29.
- Toomre, A. (1977). Mergers and Some Consequences, in B. M. Tinsley and R. B. G. Larson, D. Campbell (eds), *Evolution of Galaxies and Stellar Populations*, p. 401.
- Toomre, A. and Toomre, J. (1972). Galactic Bridges and Tails, **Astrophysics Journal** **178**: 623–666.
- Vallée, J. P. (2014). The Spiral Arms of the Milky Way: The Relative Location of Each Different Arm Tracer within a Typical Spiral Arm Width, **The Astronomical Journal** **148**: 5.
- Vivas, A. K. and et al. (2001). The QUEST RR Lyrae Survey: Confirmation of the Clump at 50 Kiloparsecs and Other Overdensities in the Outer Halo, **The Astrophysical Journal** **554**: L33–L36.
- Watkins, L. L., Evans, N. W., Belokurov, V., Smith, M. C., Hewett, P. C., Bramich, D. M., Gilmore, G. F., Irwin, M. J., Vidrih, S., Wyrzykowski, Ł. and Zucker, D. B. (2009). Substructure revealed by RRLyraes in SDSS Stripe 82, **Mon. Not. Royal Astronomical Society** **398**: 1757–1770.

- Way, M. J. (2013). Dismantling Hubble's Legacy?, Vol. 471 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p. 97.
- White, S. D. M. and Rees, M. J. (1978). Core condensation in heavy halos - A two-stage theory for galaxy formation and clustering, **Mon. Not. Royal Astronomical Society** **183**: 341–358.
- Yanny, B., Newberg, H. J., Grebel, E. K., Kent, S., Odenkirchen, M., Rockosi, C. M., Schlegel, D., Subbarao, M., Brinkmann, J., Fukugita, M., Ivezić, Ž., Lamb, D. Q., Schneider, D. P. and York, D. G. (2003). A Low-Latitude Halo Stream around the Milky Way, **Astrophysics Journal** **588**: 824–841.
- Yanny, B. and et al. (2009). SEGUE: A Spectroscopic Survey of 240,000 Stars with  $g = 14-20$ , **The Astronomical Journal** **137**: 4377–4399.
- York et al. (2000). The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary, **The Astronomical Journal** **120**: 1579–1587.
- Zacharias, N., Finch, C. T., Girard, T. M., Henden, A., Bartlett, J. L., Monet, D. G. and Zacharias, M. I. (2012). UCAC4 Catalogue (Zacharias+, 2012), *VizieR Online Data Catalog* **1322**: 0.